



ÉVOLUTION DES PROPRIÉTÉS STRUCTURELLES DES GALAXIES DE TYPE PRÉCOCE DANS DIFFÉRENTS ENVIRONNEMENTS

Lauriane Delaye

► To cite this version:

Lauriane Delaye. ÉVOLUTION DES PROPRIÉTÉS STRUCTURELLES DES GALAXIES DE TYPE PRÉCOCE DANS DIFFÉRENTS ENVIRONNEMENTS. Cosmologie et astrophysique extragalactique [astro-ph.CO]. Université Paris-Diderot - Paris VII, 2013. Français. NNT : . tel-00878449

HAL Id: tel-00878449

<https://theses.hal.science/tel-00878449>

Submitted on 30 Oct 2013

HAL is a multi-disciplinary open access archive for the deposit and dissemination of scientific research documents, whether they are published or not. The documents may come from teaching and research institutions in France or abroad, or from public or private research centers.

L'archive ouverte pluridisciplinaire **HAL**, est destinée au dépôt et à la diffusion de documents scientifiques de niveau recherche, publiés ou non, émanant des établissements d'enseignement et de recherche français ou étrangers, des laboratoires publics ou privés.

UNIVERSITÉ PARIS DIDEROT (PARIS 7)

ÉCOLE DOCTORALE D'ASTRONOMIE ET D'ASTROPHYSIQUE D'ÎLE-DE-FRANCE
OBSERVATOIRE DE PARIS-MEUDON
LABORATOIRE GALAXIES, ÉTOILES, PHYSIQUE ET INSTRUMENTATION
SERVICE D'ASTROPHYSIQUE, IRFU, CEA SACLAY

THÈSE

Présentée en vue de l'obtention du titre de :
DOCTEUR DE L'UNIVERSITÉ PARIS DIDEROT
Spécialité : ASTROPHYSIQUE

Par
Lauriane DELAYE

ÉVOLUTION DES PROPRIÉTÉS STRUCTURELLES DES GALAXIES DE TYPE PRÉCOCE DANS DIFFÉRENTS ENVIRONNEMENTS

Soutenue publiquement le 12 mars 2013

Devant le jury composé de :

M. Gérard ROUSSET	Président
M. Sophie MAUROGORDATO	Rapporteur
M. Mariano MOLES	Rapporteur
M. Laurence TRESSE	Examineur
M. Simona MEI	Directeur de thèse
M. Marc HUERTAS-COMPANY	Directeur de thèse

*À mes parents,
À l'homme de ma vie,
Et à l'avenir !*

Remerciements

Ce manuscrit ne présente que les deux dernières années d'un travail de trois ans qui n'aurait pu aboutir sans acharnement et surtout sans soutien.

Je tiens tout d'abord à remercier les membres de mon jury qui ont pris le temps de relire ce manuscrit et de juger mon travail de thèse.

Un immense merci à Marc et Simona qui ont cru en moi, m'ont laissé l'opportunité de reprendre un nouveau sujet dans les meilleures conditions et qui m'ont accompagné jusqu'au bout dans ce travail.

Je souhaite également remercier l'École Doctorale, Daniel Rouan et Ana Gomez en particulier, et le Service d'Astrophysique avec Pierre-Olivier Lagage, qui m'ont soutenu pour finir ce qui avait été commencé.

Quitter un labo pour un autre n'est pas forcément chose facile. Je souhaite remercier les 3 thésards qui m'ont soutenue tout au long de ma première année : Marie, Thomas et Damien.

Un grand merci à tous les membres du GEPI qui m'ont accueilli à bras ouverts ! En particulier, merci à Loïc, Sylvain, Rossella, Kareen et Philippe pour les pauses et les bons moments partagés ! Merci à Pascale pour la gestion de l'équipe de Paris : le GEPI peut être heureux de t'avoir !

Merci à Chris Lidman et toute la collaboration HCS pour les fabuleuses données mises à ma disposition pour réaliser ce travail. J'aurais aimé venir en Australie mais le temps passe trop vite... Il m'aurait fallu 3 ans !

Dans les heures plus sombres, heureusement ils étaient là ! À commencer par Marie-Christine, dont le bureau était devenu un refuge : merci à toi. Et tous les amis, thésards ou non, avec qui il était indispensable de passer du temps ! Merci à vous, Mélanie, Laurent et Sophie, Lisa, Élodie, Jen et Pierre, Romain... et tout ceux que j'oublie. Je vais citer en particulier les deux personnes qui ont subi mes sauts d'humeur pendant une année tout entière : Audrey et Jérôme, coloc, amis, futurs témoins, merci à vous deux pour votre amitié et votre soutien !

23 ans d'études ne se font pas sans un soutien indéfectible, celui de mes parents qui m'ont toujours soutenu et encouragé dans mes choix et qui continuent à me pousser vers le haut : merci Papa, merci Maman pour votre soutien et votre amour ! J'ai désormais une seconde famille qui a suivi la fin de mon parcours avec intérêt : je vous remercie pour votre soutien et les moments partagés.

REMERCIEMENTS

Je ne peux finir sans remercier mon compagnon de vie, Marc (encore un!), qui a résisté dans les moments difficiles et m'a accompagné jusqu'au bout de cette thèse ! Maintenant que tu sais à quoi t'attendre avec moi, tu peux dire « oui » (promis je ne ferai pas une deuxième thèse !). Merci à toi pour ton aide précieuse, merci pour ton amour.

Abstract

The mass assembly of massive galaxies is still an open question. In particular, there is a large debate about the evolution leading to the formation of massive early-type galaxies (ETGs) observed today, since the discovery of massive passive galaxies at $z \sim 1 - 2$ more compact than their local counter-parts. Two physical processes are usually invoked to explain the size growth of these galaxies : gas expulsion or dry minor mergers, but none of them is able to reproduce all the observed trends. Environment is an additional variable that can be used to disentangle between different scenarios and which has been poorly explored up to now. In that context, $z > 1$ is an interesting epoch to study environmental dependence of the sizes of ETGs since the first massive clusters start to appear at that time. If galaxies ending-up in these massive structures have for some reason been processed differently or more rapidly than galaxies living in the field, the effects should be visible at that time.

In this work, I analyze the mass-size relation and size evolution of passive early-type galaxies in a sample of nine massive galaxy clusters in the redshift range $0.8 < z < 1.6$ and compare it to an homogeneous sample of field galaxies. All properties (size, mass and morphology) are derived on the same way. Cluster galaxy selection include galaxies classified as early-type with stellar masses above $3 \times 10^{10} M_{\odot}$ lying on the red sequence of each cluster. Field galaxies have been selected according to the same criteria.

The main result is that we do not detect any significant differences in the mass-size relation and size evolution of early-type galaxies living in the field and in clusters. Our results, combined with previous works, suggest that the imprint of environment on galaxy sizes is very weak from at least $z \sim 1.5$. This result is independent of the stellar mass range that we use.

Besides, we detect a morphological dependence of the mass-size relation for elliptical and lenticular galaxies. Lenticulars appear on average more compact at fixed stellar mass than ellipticals and evolve faster from $z \sim 1.5$ to present. They are $\sim 40\%$ smaller at $z = 1$ and only $\sim 10\%$ smaller at $z = 0$. Elliptical galaxies dominate the galaxy population beyond $\sim 10^{11} M_{\odot}$. We compare our results with the predictions of two semi-analytical models based on the Millenium merger trees. They predict a behaviour broadly consistent with our findings at $1 - 2\sigma$. This puts constraints on the properties of galaxy evolution processes.

Résumé

La question de l’assemblage des galaxies massives est toujours ouverte. En particulier, l’évolution qui mène à la formation des galaxies massives de type précoce telles qu’on les observe aujourd’hui fait grand débat, depuis plusieurs années depuis la découverte de galaxies passives massives à $z \sim 1 - 2$ plus compactes que leur équivalent dans l’Univers local. Deux principaux scénarios sont proposés pour expliquer l’augmentation de taille de ces galaxies : expulsion du gaz ou fusions mineurs pauvres en gaz, mais aucun des deux ne permet de rendre compte de tous les résultats observationnels. L’environnement qui a encore été peu étudié jusqu’à présent, intervient alors comme une variable supplémentaire pour contraindre les modèles et tenter de dégager le bon scénario. La période $z > 1$ semble être le moment idéal pour étudier la dépendance entre la taille et l’environnement puisque c’est le moment où les amas de galaxies massifs apparaissent. Si les galaxies finissant dans ces structures denses ont été transformées différemment que celles finissant dans le champ, les effets devraient être visibles à ce moment là.

Dans ce travail de thèse, j’ai analysé la relation masse-taille et l’évolution en taille des galaxies passives de type précoce dans un échantillon de 9 amas de galaxies massifs, dans l’intervalle $0,8 < z < 1,6$, et comparé à un échantillon homogène de galaxies de champ. Toutes les propriétés telles que la taille, la masse et la morphologie sont estimées de la même manière dans les échantillons de galaxies d’amas et de champ. La sélection des galaxies d’amas comprend les galaxies classifiées comme type précoce ayant une masse supérieure à $3 \times 10^{10} M_{\odot}$ et peuplant la séquence rouge déterminée pour chaque amas de galaxies. Les galaxies de champ ont été sélectionnées en respectant les mêmes critères.

Le principal résultat est que nous ne détectons pas de différences significatives dans la relation masse-taille ni dans l’évolution de la taille des galaxies de type précoce vivant dans le champ et dans les amas. Nos résultats, combinés avec les récents résultats de la littérature, suggèrent une très faible dépendance de la taille des galaxies de type précoce avec l’environnement à grande échelle depuis $z \sim 1,5$. L’absence de dépendance avec l’environnement est aussi indépendante de l’intervalle de masse considéré. Nous détectons en revanche une dépendance de la taille avec la morphologie : les galaxies lenticulaires paraissent en moyenne plus compactes que les galaxies elliptiques à masse stellaire fixée. Elles semblent avoir une évolution en

taille plus forte que les elliptiques depuis $z \sim 1,5$: elles sont $\sim 40\%$ plus petites à $z = 1$ et seulement $\sim 10\%$ plus petites à $z = 0$. Les galaxies elliptiques, quant à elles, dominent uniquement la population de galaxies au-delà de $\sim 10^{11} M_{\odot}$. Finalement, nous comparons nos résultats avec les prédictions des modèles semi-analytiques de Guo *et al.* (2011) et Shankar *et al.* (2013) basés sur les arbres de fusions de la simulation Millénium. Globalement, nos résultats sur l'évolution en taille des ETGs sont compatibles à 1σ avec ces modèles. Cela permet de mettre quelques contraintes sur les propriétés des modèles d'évolution de galaxie.

Table des matières

Remerciements	5
Abstract	7
Résumé	9
1 Introduction à la formation et l'évolution des galaxies	15
1.1 Un brin d'histoire et une problématique	15
1.2 États des lieux sur les galaxies	16
1.2.1 Définition : qu'est-ce qu'une galaxie ?	16
1.2.2 Morphologie des galaxies	17
1.2.3 Notions sur la formation stellaire à l'échelle galactique	24
1.2.4 Relations d'échelle	29
1.2.5 Propriétés statistiques des galaxies	32
1.2.6 Masse stellaire	36
1.3 Les galaxies et leur environnement	38
1.3.1 Le contexte cosmologique	39
1.3.2 Distribution spatiale des galaxies	42
1.3.3 Propriétés observationnelles des galaxies dans les amas	43
1.4 Les mécanismes de formation et d'évolution	49
1.4.1 Simulations numériques et modèles semi-analytiques	49
1.4.2 Formation des premières galaxies	51
1.4.3 Évolution des galaxies dans leur environnement	52
1.4.4 Mécanismes d'évolution séculaire interne	57
1.4.5 Résumé	59
2 Motivations pour l'étude de la relation masse-taille	61
2.1 Relation masse-taille et évolution en taille des galaxies passives de type précoce	62
2.1.1 La relation masse-taille	62
2.1.2 L'évolution en taille	66
2.2 Explications possibles	68
2.2.1 Biais observationnels	68

2.2.2	Modèles de formation et d'évolution	71
2.3	Les réponses apportées par les observations... et de nouvelles questions	73
2.3.1	Un scénario favorisé ?	73
2.3.2	Importance et influence de l'environnement	77
2.4	Objectif de ce travail	80
3	Données observationnelles	83
3.1	L'échantillon de galaxies d'amas	83
3.1.1	Le relevé HCS	83
3.1.2	RX J0152-1357 à $z = 0,84$	86
3.1.3	RCS 2319+0038 à $z = 0,91$	87
3.1.4	XMMU J1229+0151 à $z = 0,98$	88
3.1.5	RCS 0220-0333 à $z = 1,03$	89
3.1.6	RCS 2345-3633 à $z = 1,04$	89
3.1.7	XMMLSS 0223 à $z = 1,22$	89
3.1.8	RDCS J1252-2927 à $z = 1,23$	90
3.1.9	XMMU J2235-0436 à $z = 1,39$	90
3.1.10	XMMXCS J2215-1738 à $z = 1,45$	90
3.2	L'échantillon de galaxies de champ	90
3.2.1	Extrait du relevé HCS	91
3.2.2	Extrait du relevé COSMOS	91
3.2.3	Extrait du relevé GOODS	91
3.2.4	Extrait du relevé CANDELS	92
4	Analyse des données	93
4.1	Photométrie	94
4.1.1	Notions utiles	94
4.1.2	Détection des objets : photométrie	96
4.1.3	Erreurs sur la photométrie	97
4.2	Estimation de la taille	98
4.2.1	Principe de base	98
4.2.2	Les galaxies du relevé HCS	101
4.2.3	Fiabilité de la méthode	103
4.2.4	Estimation de la taille des galaxies de champ	104
4.3	Estimation de la masse	107
4.3.1	Modèles de populations stellaires	108
4.3.2	Principe de l'ajustement avec Le Phare	115
4.3.3	Pour les galaxies d'amas	116
4.3.4	Pour les galaxies de champ autres que HCS	117
4.4	Détermination de la morphologie	118
4.4.1	Classification non-paramétrique	119
4.4.2	Le code GalSVM	121

4.4.3	Morphologie dans le relevé HCS	123
4.4.4	Morphologie des galaxies de champ des autres échantillons . . .	126
4.5	Sélection des galaxies : échantillons finaux	126
4.5.1	Sélection des galaxies dans les amas	126
4.5.2	Complétude de l'échantillon	132
4.5.3	Sélection des galaxies dans le champ	134
5	La relation masse-taille des galaxies passives de type précoce dans différents environnements et à haut redshift	137
5.1	La relation masse-taille dans les amas à $z > 1$	138
5.2	Effets de l'environnement	140
5.2.1	La relation masse-taille des ETGs dans les amas et dans le champ	141
5.2.2	Distribution en taille	142
5.2.3	Evolution de la taille des ETGs dans deux environnements . . .	144
5.3	Effets de l'intervalle de masse dans l'évolution de la taille	146
5.4	Morphologie et évolution de la taille	147
5.5	Discussion	151
5.5.1	Comparaisons avec les études précédentes	151
5.5.2	Comparaison avec des modèles semi-analytiques	153
5.6	Conclusion	156
	Conclusions et perspectives	169
A	Catalogues des galaxies d'amas	177
A.1	RX0152 à $z = 0,84$	177
A.2	RCS2319 à $z = 0,91$	179
A.3	XMM1229 à $z = 0,98$	180
A.4	RCS0220 à $z = 1,03$	181
A.5	RCS2345 à $z = 1,04$	182
A.6	XMM0223 à $z = 1,22$	182
A.7	RDCS1252 à $z = 1,23$	183
A.8	XMM2235 à $z = 1,39$	184
A.9	XMM2215 à $z = 1,45$	184
B	Liste des publications	187

Chapitre 1

Introduction à la formation et l'évolution des galaxies

1.1 Un brin d'histoire et une problématique

L'histoire de l'astrophysique extra-galactique débute seulement dans la première moitié du XX^e siècle bien après que Kant ait évoqué la possible existence d'Univers îles semblables au nôtre, bien après aussi que Charles Messier ait établi un premier catalogue recensant 110 objets d'aspect diffus. Et cette histoire commence avec le fameux débat entre Harlow Shapley et Heber Curtis sur la nature des dites nébuleuses. Le premier défendait l'idée que l'univers observable ne s'étendait pas au-delà de notre galaxie, la Voie Lactée, le second arguant l'idée contraire. C'est Slipher et Hubble qui, dans les années 1917-1925, mirent fin au débat en estimant la distance d'Andromède (M31) et d'autres nébuleuses en utilisant la courbe de lumière des Céphéïdes. La valeur trouvée (285 kpc), bien qu'environ 3 fois plus petite que la valeur connue actuellement, fournit une preuve de la nature extra-galactique de M31 et des autres nébuleuses spirales. Ils montrèrent également l'expansion de l'Univers en mesurant le décalage vers les rouges des galaxies : plus une galaxie est lointaine, plus son spectre est décalé vers le rouge¹.

A partir de là, la physique des galaxies peut commencer. L'achèvement de la construction du télescope de 5 m de diamètre au Mont Palomar en 1949, lancée par George Hale, ouvre de nombreuses perspectives pour les observateurs. Reste à comprendre ce que sont ces objets extra-galactiques. Comment se sont-ils formés ? Comment évoluent-ils ?

1. Le décalage vers le rouge ou *redshift*, en anglais, est donc aussi une mesure de distance. Dans l'intégralité de ce manuscrit, on emploiera le terme anglais de *redshift* pour simplifier la lecture.

1.2 États des lieux sur les galaxies

Notre connaissance des galaxies provient de la lumière que nous collectons au sein des télescopes, qu'elle soit intégrée sur une gamme de longueurs d'onde ou discrétisée sur l'ensemble d'un domaine spectral. Dans cette section, je fais un état des lieux des principales propriétés connues et observées des galaxies à différents redshifts.

1.2.1 Définition : qu'est-ce qu'une galaxie ?

Une galaxie est un système lié gravitationnellement dont la masse peut varier entre $\sim 10^9 M_\odot$ et $\sim 10^{12} M_\odot$. Sa matière visible est composée d'étoiles et du milieu interstellaire constitué de gaz et de poussières. Les étoiles naissent dans le milieu interstellaire. De façon très schématique, la formation stellaire a lieu au sein des nuages moléculaires géants riches en hydrogène moléculaire H_2 et en CO et dont la densité atteint $\sim 100 \text{ cm}^{-3}$ pour des températures de l'ordre de 10 K. A l'intérieur de ces nuages, les étoiles naissent des cœurs pré-stellaires ayant une taille de $\sim 0,05 \text{ pc}$ et une densité $n_{H_2} \gtrsim 10^5 \text{ cm}^{-3}$, eux mêmes enfouis dans des cœurs denses de taille de $\sim 0,1 \text{ pc}$ et de densité $n_{H_2} \sim 10^4 \text{ cm}^{-3}$. L'équilibre du nuage est un compromis complexe entre la gravitation, la rotation, la pression thermique, la pression turbulente et la pression magnétique. Les étoiles se forment lorsque l'équilibre est rompu et que la gravitation l'emporte pour que le gaz s'effondre jusqu'à atteindre la densité suffisante pour déclencher la combustion de l'hydrogène.

Au centre de la plupart des galaxies, se trouve un trou noir qui peut avoir des phases d'activité intense et rayonner une quantité considérable d'énergie lorsqu'il accrète de la matière ; on parle alors de noyau de galaxie actif (AGN, pour *Actif Galactic Nucleus*).

Une composante importante mais invisible des galaxies est la matière noire qui ne se manifeste que par ses effets gravitationnels. Bien que la matière noire ait été mise en évidence pour la première fois par Zwicky (1933) dans les amas de galaxies (cf. section 1.3.2), son existence n'a été acceptée que bien plus tard. Elle a, entre autre, été confirmée par l'observation des courbes de rotation des galaxies. Comme on peut le voir sur la figure 1.1 (Begeman *et al.*, 1991), la vitesse de rotation reste constante à grande distance du centre de la galaxie. Or, d'après la loi de Kepler et la distribution de matière visible, on s'attend à ce que la vitesse v décroisse quand la distance r au centre augmente de la façon suivante : $v = \sqrt{GM(r)/r}$ où $M(r)$ est la masse contenue dans le rayon r . La seule façon d'avoir une courbe de rotation plate à grand r est de prendre une masse $M(r)$ qui croît proportionnellement à r . C'est la preuve que les galaxies vivent au sein de halo de matière noire.

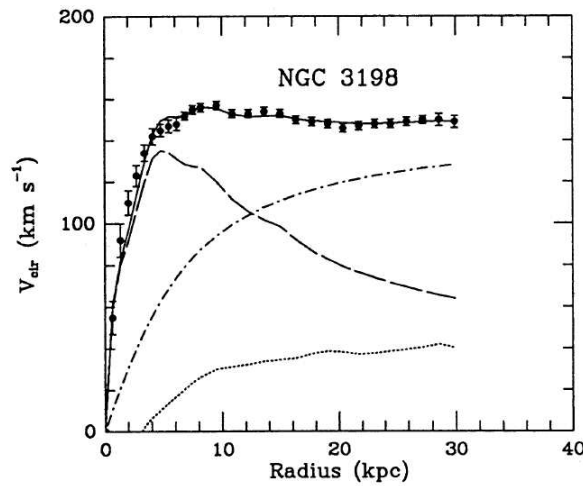


FIGURE 1.1 – Mise en évidence de la matière noire : courbe de rotation d’une galaxie indiquant la présence de matière noire (Begeman *et al.*, 1991).

1.2.2 Morphologie des galaxies

Une caractéristique importante des galaxies est leur morphologie, qui peut être liée à leurs autres propriétés physiques comme nous allons le voir dans la suite.

Dans l’Univers local : la séquence de Hubble

Les premières observations n’étant pas très profondes, elles se limitaient à l’Univers proche et ont permis de faire un état des lieux des galaxies arrivées à leur stade d’évolution actuel.

Hubble (1926) a établi une première classification des galaxies représentée sur la figure 1.2. Il distingue deux groupes principaux : les galaxies de type précoce (ETG, pour *Early-Type Galaxy*) et les galaxies de type tardif² (LTG, pour *Late-Type Galaxy*). Le premier regroupe les galaxies elliptiques (E) et les galaxies lenticulaires (S0). Le second regroupe tous les types de galaxies spirales.

Les galaxies elliptiques sont caractérisées par des bulbes elliptiques sans structures et par l’absence de disque. Elles sont subdivisées en sous-groupes en fonction de leur ellipticité. On trouve ainsi 8 sous-groupes notés En avec n allant de 0 à 7 et $n = 10 \times (1 - b/a)$ où a et b sont respectivement le demi-grand axe et le demi-petit axe de l’ellipse formée par la projection de la galaxie sur le plan du ciel. Ces galaxies n’ont pas ou très peu de formation stellaire, ce qui leur donne une couleur rouge ($B - V \sim 0,8$) car elles possèdent des populations stellaires vieilles. La brillance de surface des galaxies elliptiques est bien approximée par un profil dit de Vaucouleurs

2. Attention, la séquence de Hubble est une simple classification morphologique. Les termes « précoces » et « tardifs » ne réfèrent en aucun cas à un quelconque sens de l’évolution des galaxies.

(1959) :

$$I(r) = I_e \exp \left[-7,6697 \left(\frac{r}{r_e} \right)^{1/4} - 1 \right], \quad (1.1)$$

où r_e est le rayon effectif de la galaxie contenant la moitié du flux de la galaxie et I_e la brillance de surface moyenne. Sersic (1968) a généralisé ce profil en introduisant l'indice de Sersic n qui vaut $n = 4$ dans le cas de de Vaucouleurs (1959) et ainsi, $I(r) \propto \exp[(r/r_e)^{1/n}]$.

Les galaxies spirales sont, quant à elles, composées d'un disque avec une structure en bras spiraux et d'un bulbe central. Ce groupe est subdivisé en deux : les galaxies spirales (S) d'une part et les galaxies spirales barrées (Sb) d'autre part. La séquence de Hubble classe les spirales en sous groupes avec un rapport bulbe sur disque décroissant et une ouverture des bras spiraux croissante, en allant de la classe a vers la classe c. Ces galaxies sont plus riches en gaz et forment encore activement des étoiles, en particulier dans les bras spiraux qui sont des régions de surdensité. La brillance de surface des disques des galaxies spirales est bien décrite par un profil exponentiel (Freeman, 1970) :

$$I(r) = I_0 \exp \left[-\frac{r}{r_d} \right], \quad (1.2)$$

où I_0 est la brillance de surface moyenne au rayon caractéristique r_d . Dans la plupart des galaxies spirales, le disque se décompose en un disque épais (ayant une échelle de hauteur de l'ordre de 1 kpc) formé d'étoiles plus vieilles et en un disque mince (de quelques centaines de parsecs de hauteur) où se concentrent les étoiles jeunes et le gaz.

Les galaxies lenticulaires sont le cas intermédiaire entre elliptiques et spirales. Elles possèdent un gros bulbe et un disque plus ou moins important sans bras spiraux.

Au bout de la séquence, on trouve les galaxies irrégulières (Irr), galaxies naines ou particulières, qui n'ont pas de structures régulières identifiables et n'entrent dans aucune des autres classes.

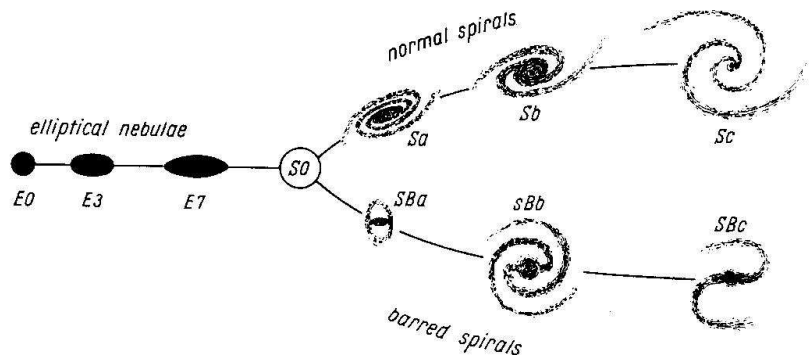


FIGURE 1.2 – Classification des galaxies selon la Séquence de Hubble (Hubble, 1936).

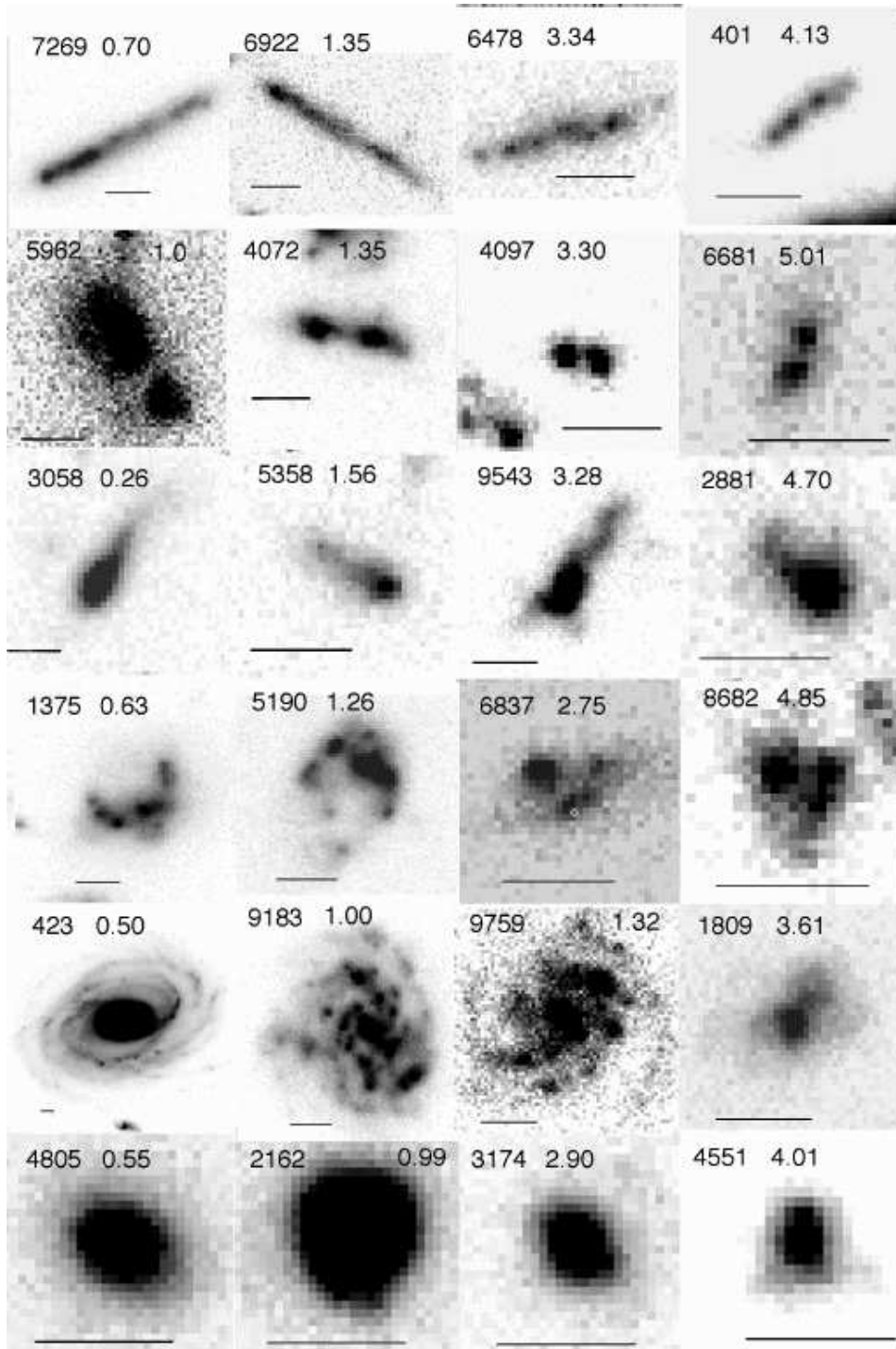


FIGURE 1.4 – Exemple de galaxies de type morphologique différent trouvées dans le relevé très profond de Hubble et montrées dans les images en bande i_{775} (Elmegreen *et al.*, 2007). De haut en bas, les lignes montrent des galaxies chaines (12% des galaxies du UDF), des galaxies doubles (13%), des galaxies « tétards » (11%), des galaxies « grumeaux » (19%), des spirales (31%) et des elliptiques (13%). Le redshift est indiqué en haut à droite de chaque image et augmente de la gauche vers la droite sur chaque ligne. La barre indique une taille de $0,5''$.

En 1959, de Vaucouleurs (1959) a proposé une nouvelle classification proche de celle de Hubble revisitée par Sandage. Là encore les 4 grandes classes sont conservées. Plusieurs grandes subdivisions sont définies pour les lenticulaires ($S0^+$, $S0^0$, $S0^-$) et pour les spirales (Sa, Sb, Sc, Sd). En outre, on distingue 3 grandes familles : SA pour les lenticulaires et spirales sans barre, SB pour les lenticulaires et spirales barrées et SAB pour les objets intermédiaires. Enfin à chacune des familles, peuvent être associé un type : (r) lorsque les bras spiraux se détachent tangentiellement à un anneau, ou (s) s'ils partent de l'extrémité du bulbe ou de la barre. Les schémas de la figure 1.3 représentent cette classification. À gauche, on retrouve les grandes familles et les types dans un même schéma et à droite, une représentation dans l'espace de la classification complète.

Morphologie dans l'Univers lointain

Les galaxies dans l'Univers local semblent donc bien ordonnées par type morphologique mais la situation est tout autre lorsque l'on observe à haut redshift, dans l'Univers lointain, c'est-à-dire dans l'Univers jeune où les galaxies sont en train de s'assembler.

L'amélioration des instruments a permis progressivement des observations de plus en plus lointaines et la découverte de galaxies complètement différentes de celles de l'Univers local. Des observations du télescope spatial Hubble comme le HUDF (pour *Hubble Ultra Deep Field*) ont permises de déterminer la morphologie de galaxies jusqu'à $z \sim 2 - 3$. De plus, grâce à des spectrographes intégraux de champ en proche infrarouge comme SINFONI sur le VLT (pour *Very Large Telescope*) ou OSIRIS sur le Keck, on peut obtenir la cinématique de ces galaxies et l'interférométrie millimétrique à haute résolution comme l'IRAM, l'interféromètre du Plateau de Bure, permet de rendre possible des observations détaillées du gaz moléculaire.

Ces observations ont permis de montrer la diversité de la population de galaxies à $z > 1$. La fraction de galaxies particulières ou irrégulières augmente fortement alors que celle de galaxies elliptiques ou spirales diminue. Cette fraction est néanmoins dépendante de la masse des galaxies. Elmegreen *et al.* (2007) ont, par exemple, étudié les galaxies du HUDF (pour *Hubble Ultra Deep Field*, Beckwith *et al.*, 2006). Comme on peut le voir sur la figure 1.4, ils ont trouvé seulement 31% de spirales et 13% d'elliptiques et il apparaît des galaxies de forme particulière comme les galaxies chaines, doubles, « tétards » (*tadpole* en anglais) ou à « grumeaux » (*clumpy* en anglais).

Les galaxies de type *clumpy* vues de face ou de type chaîne ou tétard vues de profil (Cowie *et al.*, 1996; van den Bergh *et al.*, 1996; Elmegreen *et al.*, 2004) sont des galaxies formant des étoiles à un taux élevé au sein de grands complexes de gaz ayant des masses de $\sim 10^{8-9} M_\odot$ et des tailles de ~ 1 kpc (Elmegreen et Elmegreen, 2005; Förster Schreiber *et al.*, 2009). Il a été montré grâce à des études de cinématique (Genzel *et al.*, 2006; Bournaud *et al.*, 2008a) que ces galaxies sont bien des disques riches en gaz en train de fragmenter en gros grumeaux et non des petites galaxies en

train de fusionner.

Les spirales observées à $z \sim 1$ sont comparables aux spirales de l'Univers local : à masse fixée, les galaxies spirales n'ont pas d'évolution en taille significative entre $z = 0$ et $z \sim 1$ (e. g., Trujillo et Pohlen, 2005). L'évolution en taille commence à apparaître à $z \gtrsim 1,5$, avec des disques plus petits d'un facteur 2 (Trujillo *et al.*, 2006b). En revanche, les galaxies elliptiques à haut redshift sont plus petites à masse fixée, donc plus compactes que dans l'Univers local (Trujillo *et al.*, 2007). Il existe déjà des elliptiques massives ($\sim 10^{11} M_{\odot}$) dans l'Univers jeune, ce qui pose la question de leur formation (cf. section 1.4.2).

Bien qu'une population de galaxies ne montrant pas, ou très peu, de formation stellaire, existe déjà vers $z \sim 1 - 2$, le taux de formation d'étoiles est bien plus élevé dans les galaxies à $z \sim 2$, car la fraction de gaz est beaucoup plus élevée dans les galaxies à haut redshift. Daddi *et al.* (2008) ont montré que les galaxies riches en gaz étaient bien plus répandues au-delà de $z = 1,5$ et la fraction de gaz dans les galaxies formant des étoiles correspond à $\sim 50\%$ de la masse d'étoiles (Cresci *et al.*, 2009; Tacconi *et al.*, 2010; Daddi *et al.*, 2010a).

La séquence de Hubble revisitée

Afin de prendre en compte les récentes observations, Kormendy et Bender (2012) ont revisité la séquence de Hubble pour que la classification morphologique des galaxies rende compte également des propriétés observées (couleur, cinématique, évolution...). La figure 1.5 montre le résultat de leur nouvelle classification : ils ont établi une branche de galaxies de S0a à Sph (pour galaxies sphéroïdales) parallèle à la branche de galaxies spirales de Sa à Im (pour les irrégulières). Le rapport bulbe sur disque diminue en allant vers la droite. La branche de galaxies elliptiques provient de Kormendy et Bender (1996).

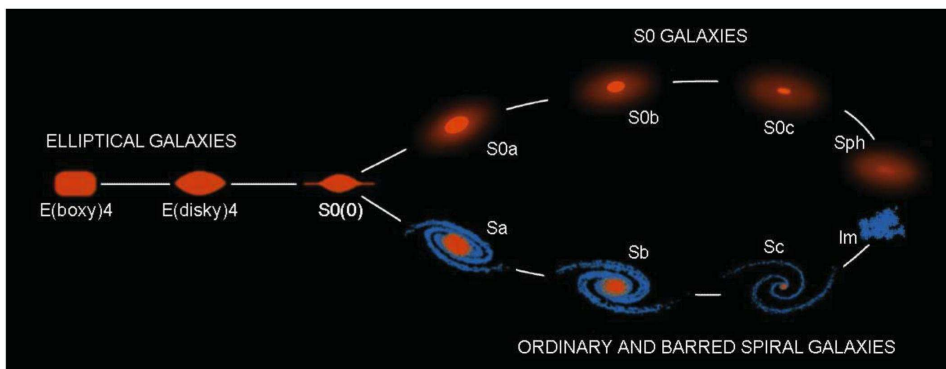


FIGURE 1.5 – Classification des galaxies revisitée par Kormendy et Bender (2012).

De la même façon, Cappellari *et al.* (2011b) ont revisité la séquence de Hubble en tenant compte des propriétés intrinsèques observées dans les galaxies du relevé ATLAS-3D (Cappellari *et al.*, 2011a). Le schéma de leur classification est montré sur la

figure 1.6. Les galaxies de type précoce sont séparées en deux catégories : les rotateurs lents et les rotateurs rapides ; elles sont représentées de profil sur le schéma. Entre les galaxies spirales (Sa-Sc) et les galaxies de type précoce (S0a-S0c) sont placées les galaxies spirales « anémiques » (Aa-Ac) introduites par van den Bergh (1976) ; elles marquent la transition entre les véritables spirales ayant de grands bras spiraux et les rotateurs rapides sans structure spirale visible.

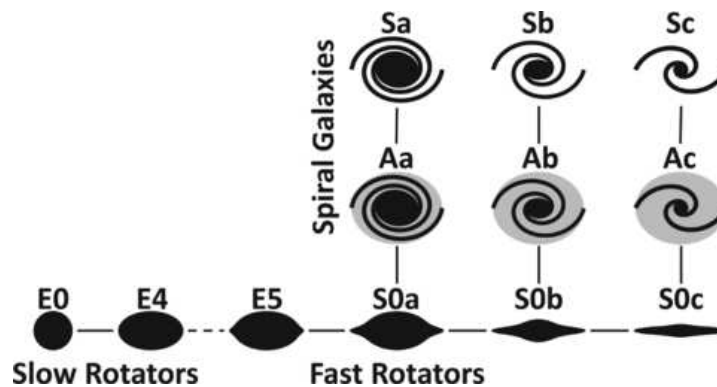


FIGURE 1.6 – Classification des galaxies revisitée par Cappellari *et al.* (2011b).

L'important dans ce que nous venons de voir n'est pas de faire de la zoologie galactique mais bien de comprendre comment les galaxies se forment et évoluent pour construire la séquence de Hubble ou ses versions remises à jour. Comment certaines galaxies deviennent des galaxies spirales alors que d'autres sont elliptiques ? Quels sont les processus qui interviennent dans le changement de morphologie ? Comment telle ou telle autre galaxie s'est assemblée et les étoiles qui la composent se sont formées ?

Lien entre morphologie et autres propriétés physiques

De nombreuses propriétés physiques des galaxies sont corrélées au type morphologique. De manière générale, les galaxies de type précoce sont plus massives, plus grandes, plus lumineuses que les galaxies de type tardif. Elles ont une fraction de gaz et un taux de formation stellaire plus faible que les galaxies spirales. On parle alors de galaxies passives lorsque celles-ci ne forment quasiment pas d'étoiles et de galaxies actives lorsque celles-ci en forment activement. Les galaxies de type précoce possèdent des populations stellaires plus vieilles et ont une couleur plus rouge que les galaxies de type tardif car les étoiles vieilles sont plus lumineuses dans le rouge. La couleur se mesure comme une différence de magnitudes entre deux longueurs d'onde. Une galaxie est dite rouge pour sa couleur si elle émet plus dans le rouge que dans le bleu et inversement pour les galaxies bleues. On observe une corrélation entre la couleur des galaxies et leur taux de formation stellaire : les galaxies passives sont rouges alors que les galaxies actives sont bleues.

1.2.3 Notions sur la formation stellaire à l'échelle galactique

Les galaxies étant constituées en grande partie d'étoiles, il est intéressant de s'arrêter quelques instants sur la formation de la composante visible des galaxies, non pas de façon individuelle mais de façon globale puisqu'il nous est impossible de résoudre les étoiles individuellement au sein des galaxies que nous voulons étudier. Caractériser la formation des étoiles et son histoire au sein d'une galaxie grâce à la lumière qui nous parvient permet de caractériser une galaxie (masse stellaire, âge de sa population stellaire, métallicité...).

Taux de formation stellaire

À des échelles galactiques, la formation stellaire est étudiée par la mesure du taux de formation stellaire (SFR pour *Star Formation Rate*), global ou local (sur une région de la galaxie considérée) qui donne une idée de la masse de gaz transformée en étoiles par unité de temps et de volume. Le SFR est souvent mesuré en terme de densité surfacique Σ_{SFR} , c'est-à-dire de masse d'étoiles formées par unité de temps et par unité d'aire.

On peut estimer simplement le taux de formation stellaire à l'échelle d'une galaxie semblable à la Voie Lactée en prenant l'ordre de grandeur de la masse de gaz de densité supérieure à 100 cm^{-3} contenue dans la Voie Lactée, qui correspond à $\sim 10^9 M_{\odot}$. A cette densité, le temps de chute libre qui s'exprime comme $\tau_{ff} = \sqrt{3\pi/32G\rho}$ et caractérise le temps d'effondrement gravitationnel du gaz, est de l'ordre de 3×10^6 ans. Le taux de formation stellaire attendu pour une galaxie est donc de l'ordre de $M_{gaz}/\tau_{ff} \sim 300 M_{\odot} \cdot \text{an}^{-1}$, alors que celui observé dans une galaxie spirale de l'Univers locale est de l'ordre de $3 M_{\odot} \text{an}^{-1}$. L'efficacité de formation stellaire doit être réduite d'un facteur 100. On peut obtenir ce résultat en faisant intervenir le support turbulent ou le support magnétique qui s'opposent à l'effondrement (Mac Low et Klessen, 2004).

Fonction de masse initiale

Les propriétés des populations stellaires dans des systèmes tels que les galaxies dépendent non seulement du taux et de l'efficacité de formation stellaire mais aussi du type d'étoiles formées. Les propriétés des étoiles individuelles sont d'abord déterminées par leur masse ; il s'agit donc d'un paramètre important et la fonction de masse initiale (IMF pour *Initial Mass Function*) qui décrit la distribution de masse des étoiles nouvellement formées est une autre propriété fondamentale de la formation stellaire.

L'IMF, $\Phi(m)$, est définie de telle sorte que $\Phi(m)dm$ soit la fraction d'étoiles nées avec une masse comprise dans l'intervalle $m - dm/2$ et $m + dm/2$, et que la distribu-

tion soit normalisée :

$$\int_{m_{\min}}^{m_{\max}} m\Phi(m)dm = 1 M_{\odot}. \quad (1.3)$$

Les bornes d'intégration sont respectivement la masse limite inférieure et la masse limite supérieure. Ces limites ne sont pas bien définies : typiquement $m_{\min} \sim 0,1 M_{\odot}$ car les objets moins massifs ne peuvent pas initier la combustion de l'hydrogène, et $m_{\max} \sim 100 M_{\odot}$ car des étoiles plus massives n'ont pas été observées et seraient en théorie instables face à la pression de radiation.

Finalement, pour un système d'étoiles nouvellement formées de masse M_{\star} , le nombre total d'étoiles et la masse totale d'étoiles dans l'intervalle de masse $m \pm dm/2$ sont donnés respectivement par :

$$dN = \frac{M_{\star}}{M_{\odot}} \Phi(m)dm \text{ et } dM(m) = \frac{M_{\star}}{M_{\odot}} m\Phi(m)dm. \quad (1.4)$$

On trouve souvent l'IMF sous sa forme logarithmique définie comme $\xi d \log(m) = \Phi(m)dm$ et reliée à $\Phi(m)$ de la façon suivante : $\xi(m) = \ln(10)m\Phi(m)$.

L'IMF a été déterminée de façon empirique par l'observation d'amas d'étoiles dans notre galaxies dans lesquels les étoiles se forment en même temps et où il est possible de résoudre les étoiles individuellement. La première formulation a été faite par Salpeter (1955) sous la forme d'une loi de puissance :

$$\Phi(m)dm \propto m^{-\alpha}dm \text{ avec } \alpha = 2,35 \quad (1.5)$$

pour un intervalle de masse $0,4 \leq m \leq 10 M_{\odot}$. Miller et Scalo (1979) ont ensuite approxmé l'IMF observée par une fonction log-normale :

$$\xi(\log(m)) = A_0 + A_1 \log(m) + A_2(\log(m))^2. \quad (1.6)$$

Plus récemment, Chabrier (2003, 2005) a proposé une IMF avec une partie log-normale pour $m < 1 M_{\odot}$ et une loi de puissance pour $m > 1 M_{\odot}$. La figure 1.7 montre la forme des principales IMFs utilisées.

Les deux principales questions sont de comprendre l'origine de l'IMF et de savoir si cette fonction est universelle ou non. En effet, l'existence d'une IMF universelle est toujours débattue (voir par exemple, Bastian *et al.*, 2010; Cappellari *et al.*, 2012a). L'IMF pourrait varier avec l'environnement, la masse des galaxies, ainsi qu'avec le redshift. La question de l'universalité de l'IMF a été soulevée très récemment dans Cappellari *et al.* (2012a). Ces derniers ont étudié les variations de l'IMF dans les galaxies de type précoce du relevé ATLAS-3D (Cappellari *et al.*, 2011a) et ont observé une variation systématique de l'IMF dans cette population de galaxies en fonction de leur rapport masse/luminosité. Ce comportement diffèrerait de celui des galaxies spirales pour lesquelles une IMF universelle est plutôt admise. Il est, cependant, très difficile de mesurer une IMF à des distances bien plus grandes que le voisinage so-

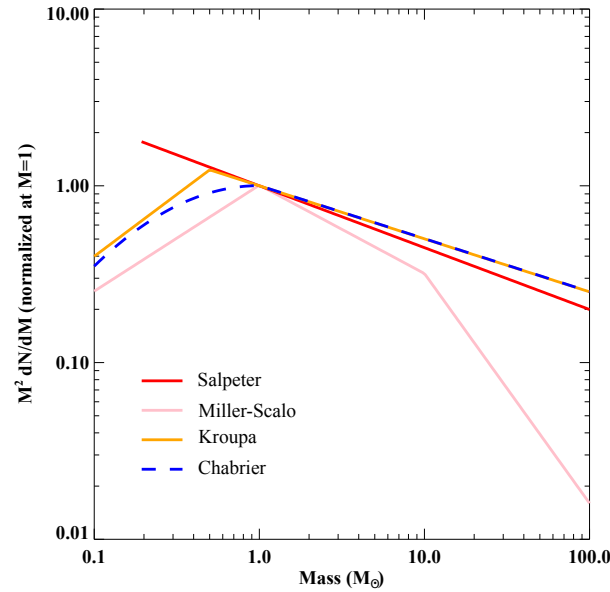


FIGURE 1.7 – Fonctions de masse initiale standards (figure adaptée de Fardal *et al.*, 2007).

laire. Pour estimer une IMF, il faut en effet observer les étoiles d'un amas (nées au même moment) individuellement dont la distance est connue et déduire une estimation de la répartition en masse des étoiles à partir de leur luminosité et de leur couleur afin d'obtenir la fonction de masse actuelle. Pour remonter à l'IMF, il faut utiliser des modèles de populations stellaires pour estimer le nombre d'étoiles massives déjà disparues. Les incertitudes sur la forme de l'IMF sont donc encore grandes.

Loi de formation stellaire empirique

Idéalement, on aimerait avoir une loi de formation stellaire dérivée des conditions physiques du milieu interstellaire, lieu de formation des étoiles (densité, température, métallicité du gaz, champ magnétique...). Mais notre compréhension des processus physiques impliqués dans la formation stellaire est limitée. On a donc établi des lois de formation stellaire empiriques qui relient la densité surfacique de formation d'étoiles à la densité surfacique de gaz observée.

Observationnellement, la formation d'étoiles est détectée par la présence d'étoiles jeunes et massives ; celles-ci ayant une courte durée de vie, correspondent à un épisode récent de formation stellaire. Le taux de formation stellaire est ensuite déduit en faisant l'hypothèse d'une IMF donnée.

Les principaux indicateurs de formation stellaire sont :

- l'émission dans l'infrarouge lointain qui provient du rayonnement émis par la poussière chauffée par les étoiles jeunes et chaudes,
- l'émission radio des galaxies qui est issue de restes de supernovæ principalement, apparaissant rapidement après un épisode de formation stellaire par la

- mort rapide des étoiles massives,
- l'émission $H\alpha$ qui vient essentiellement des régions HII se formant autour des étoiles jeunes,
- le rayonnement UV émis uniquement par les étoiles jeunes et chaudes.

Après les premières observations d'une relation entre le taux de formation stellaire et la densité du gaz par Schmidt (1959), Kennicutt (1989, 1998) a montré que les galaxies spirales suivaient une relation appelé la loi de Schmidt-Kennicutt qui relie la densité surfacique totale de gaz à la densité surfacique de formation stellaire :

$$\Sigma_{SFR} = (2,5 \pm 0,7) \times 10^{-4} \left(\frac{\Sigma_{gaz}}{M_{\odot}pc^{-2}} \right)^{1,4 \pm 0,15} M_{\odot} \cdot an^{-1} \cdot kpc^{-2}. \quad (1.7)$$

La loi de Schmidt-Kennicutt est souvent interprétée comme le fait que la formation d'étoiles est contrôlée par l'auto-gravité du gaz. Dans ce cas, le taux de formation stellaire est proportionnel à la masse de gaz disponible divisée par le temps caractéristique d'effondrement gravitationnel du nuage de gaz.

Daddi *et al.* (2010b) et Genzel *et al.* (2010) ont mis en avant deux modes de formation stellaire distincts et indépendants du redshift comme le montre la figure 1.8. Pour les galaxies « normales », Daddi *et al.* (2010b) trouvent :

$$\log(\Sigma_{SFR}/M_{\odot}an^{-1}kpc^{-2}) = 1,42 \times \log(\Sigma_{gaz}/M_{\odot}pc^{-2}) - 3,83, \quad (1.8)$$

alors qu'ils trouvent une relation ayant la même pente mais décalée vers des valeurs plus grandes de Σ_{SFR} de 0,9 dex pour les galaxies à flambée de formation stellaire (*starburst* en anglais) comme les galaxies extrêmement lumineuses en infrarouge ((U)LIRGs pour (*Ultra*) *Luminous Infra-Red Galaxies*) ou les galaxies sub-millimétriques (SMGs pour *Sub-Millimeter Galaxies*) ; on a alors $\Sigma_{SFR,starburst} \approx 8 \times \Sigma_{SFR}$. Ces deux régimes de formation stellaire semblent donc indépendants du redshift : les disques à haut redshift suivent la même relation que les galaxies spirales à $z = 0$ et les galaxies à flambée de formation stellaire à haut redshift suivent la même relation que les galaxies à flambée de formation stellaire à $z = 0$. Daddi *et al.* (2010b) interprètent la différence entre les deux régimes par une fraction plus grande de gaz moléculaire dans les nuages denses des galaxies à flambée de formation stellaire, ce qui explique également que les galaxies à haut redshift, plus riches en gaz, aient un taux de formation stellaire plus élevé.

Histoire de la formation stellaire

Le taux de formation stellaire a été mesuré à différents redshift, ce qui permet retracer l'histoire de la formation stellaire globale des galaxies jusqu'à nos jours. Les premières études du SFR en fonction du redshift proviennent de Lilly *et al.* (1996); Madau *et al.* (1996). Elles montrent toutes un maximum du taux de formation stel-

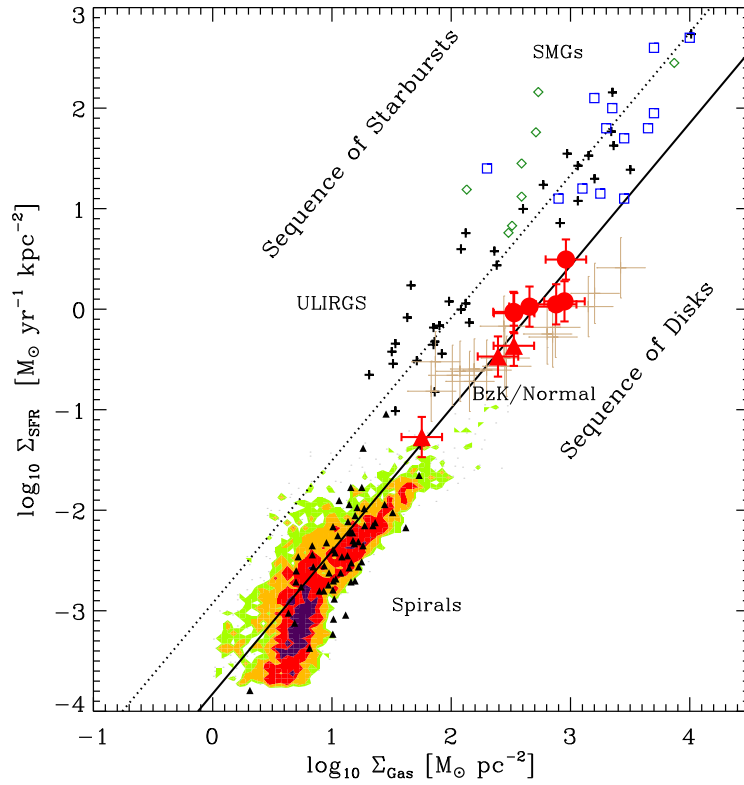


FIGURE 1.8 – Relation de Kennicutt établie par Daddi *et al.* (2010b) pour un échantillon de galaxies à haut redshift (BzK, disques à $z \sim 0.5$, galaxies normales et galaxies submillimétrique (SMGs) à $z = 1 - 3$) comparé à un échantillon local de spirales et de galaxies à flambée de formation stellaire (ULIRGs). La ligne en trait plein est l’ajustement aux spirales locales et aux galaxies BzK à $z = 1.5$ et la ligne pointillée correspond à l’ajustement sur les ULIRGs locales et SMGs. Il apparaît un régime de formation stellaire différent pour les galaxies spirales et les galaxies à flambée de formation d’étoiles. Les galaxies à haut z , par contre, ont le même mode de formation d’étoiles que les galaxies normales locales.

laire autout de $z \sim 1 - 2$ qui décroît d’environ un ordre de grandeur jusqu’à aujourd’hui. Hopkins (2004) et Hopkins et Beacom (2006) ont rassemblé toutes les mesures réalisées pour obtenir la figure 1.9 qui montre l’histoire de la formation stellaire globale dans l’Univers. Même si les mesures présentent une grande dispersion, on observe plusieurs tendances : le SFR croît jusqu’à $z \sim 1$ ajusté par une fonction $\rho_{SFR}(z) \propto (1+z)^{3,4}$, puis on trouve un plateau entre $z \sim 2$ et $z \sim 4$, et le SFR a tendance à décroître au-delà de $z \sim 4$; les incertitudes sont cependant grandes à ces redshifts.

L’évolution du SFR dans le temps nous renseigne sur l’activité des galaxies ; on observe que la formation stellaire est un processus étendu dans le temps même si individuellement certaines galaxies arrêtent de former des étoiles bien avant les autres.

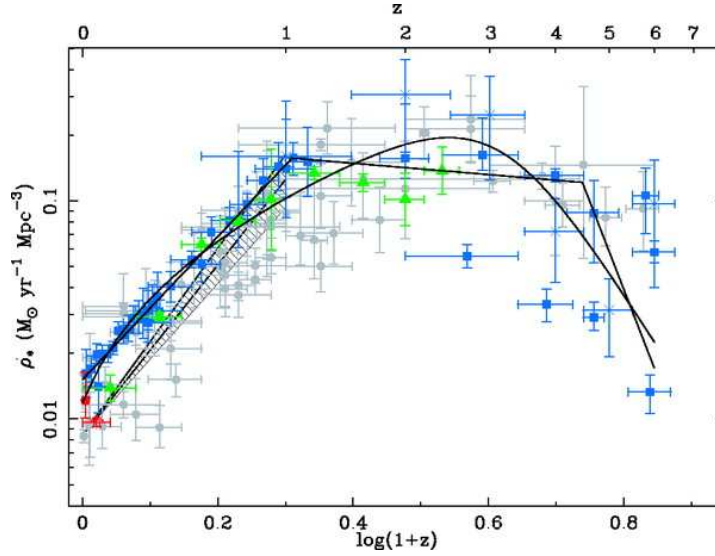


FIGURE 1.9 – Histoire de la formation stellaire, i.e. densité du taux de formation stellaire (SFRD) en fonction du redshift : compilation de mesures réalisée par Hopkins et Beacom (2006). Les points en gris correspondent aux données de Hopkins (2004). Les points de couleurs sont les nouvelles données ajoutées dans Hopkins et Beacom (2006). Les droites montrent les différents ajustements réalisés.

1.2.4 Relations d'échelle

Pour tenter de répondre aux questions que soulèvent les observations, plusieurs relations d'échelle ont été établies et elles peuvent nous aider comprendre l'évolution des galaxies de l'Univers jeune à nos jours. Elles nous donnent des informations sur comment les galaxies s'assemblent au cours du temps et sur leur structure.

La relation de Tully-Fisher pour les galaxies spirales

Les galaxies spirales suivent une loi d'échelle étroite entre leur luminosité et leur vitesse maximale de rotation ; cette relation empirique est connue sous le nom de relation de Tully et Fisher (1977) et s'exprime de la façon suivante :

$$L \propto v_{max}^{\alpha}, \quad (1.9)$$

où la pente α est comprise entre 2,5 et 4 en fonction de la longueur d'onde observée. La vitesse de rotation maximale se déduit soit de la largeur de la raie HI à 21 cm, soit de la courbe de rotation pour les galaxies proches.

La figure 1.10 montre la relation de Tully-Fisher dans la bande I obtenue par Giovanelli *et al.* (1997) en observant 24 amas de galaxies, structures liées gravitationnellement qui regroupent jusqu'à plusieurs centaines de galaxies (cf. section 1.3.2).

Cette relation fournit une nouvelle méthode pour mesurer la distance des galaxies. En déterminant la luminosité d'une galaxie par la relation de Tully-Fisher et en la

comparant à la magnitude observée m , on peut remonter à la distance en utilisant la relation : $m - M = 5 \log(D) - 5$ où D est la distance de la galaxie en parsec. M , la magnitude absolue est la magnitude qu'aurait l'objet s'il était situé à 10 pc de nous ; elle est reliée à la luminosité L par $M = -2,5 \log(L) + C$ où C est une constante.

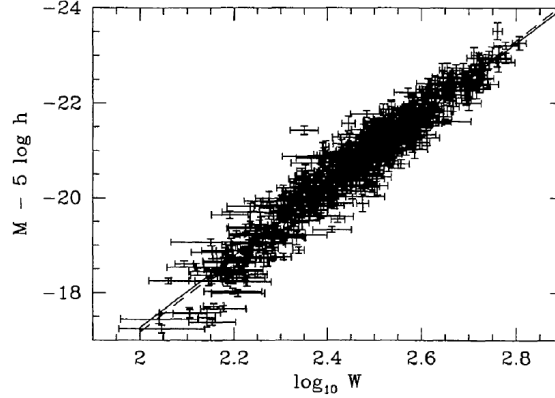


FIGURE 1.10 – Relation de Tully-Fisher obtenue dans la bande I par Giovanelli *et al.* (1997).

Le plan fondamental pour les galaxies elliptiques

Pour les galaxies elliptiques, Faber et Jackson (1976) ont établi une relation analogue à la relation de Tully-Fisher. Ils ont découvert que la vitesse de dispersion au centre des elliptiques, σ_0 , était proportionnelle à la luminosité L de telle sorte que :

$$L \propto \sigma_0^4 \text{ ou encore, } \log(\sigma_0) = -0,1 M_B + \text{const}, \quad (1.10)$$

où M_B est la magnitude bolométrique.

La dispersion de cette relation pour les elliptiques est plus grande que celle de Tully-Fisher pour les spirales, ce qui nous amène à chercher s'il existe une relation plus étroite entre les observables pour les galaxies elliptiques. Cette relation est appelée le plan fondamental (Djorgovski et Davis, 1987) et relie la luminosité, la vitesse de dispersion et le rayon effectif.

I_e étant la brillance de surface moyenne à l'intérieur du rayon effectif R_e , le plan fondamental est défini par :

$$R_e \propto \sigma_0^\alpha I_e^\beta, \quad (1.11)$$

où le coefficient α a une valeur qui varie autour de 1,4 dépendant de la longueur d'onde et le coefficient β vaut environ $-0,85$.

Le plan fondamental peut être expliqué avec le théorème du Viriel. Une galaxie elliptique étant à l'équilibre Viriel, on a : $2E_c + E_p = 0$ soit $M\sigma_0^2 - GM^2/R_e = 0$. On obtient alors la masse contenue dans le rayon R_e par : $M \propto \sigma_0^2 R_e$. Or, la luminosité L

est reliée à la brillance de surface par $I_e = L / (2\pi R_e^2)$, et on a :

$$R_e \propto \sigma_0^2 I_e^{-1} \left(\frac{M}{L} \right)^{-1}. \quad (1.12)$$

Le théorème du Viriel définit ainsi un plan fondamental avec $\alpha = 2$ et $\beta = -1$. L'écart entre les valeurs observées et celles données par la théorie est appelée le biais (*tilt* en anglais) du plan fondamental qui implique que le rapport M/L et/ou la constante de proportionnalité ne sont pas constants et dépendent de I_e , σ_0 et/ou R_e .

La figure 1.11 représente une projection du plan fondamental dans l'Univers local et dans 4 bandes de longueur d'onde obtenue avec un échantillon de plus de 5000 galaxies du relevé SDSS (pour *Sloan Digital Sky Survey* York *et al.*, 2000) par Bernardi *et al.* (2003a).

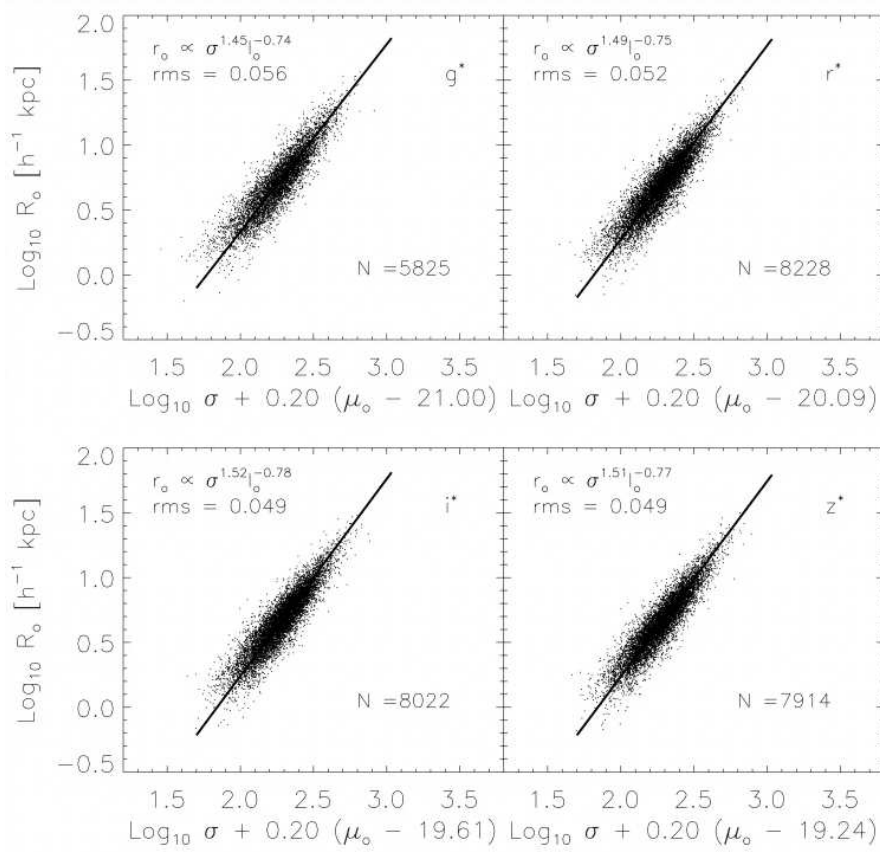


FIGURE 1.11 – Plan fondamental dans l'Univers local établi par Bernardi *et al.* (2003a) avec les galaxies du SDSS dans 4 bandes différentes (g, r, i et z).

Tandis que la projection du plan fondamental sur le plan $(\sigma, L = 2\pi R_e^2 I_e)$ correspond à la relation de Faber et Jackson (1976), la projection du même plan le long de la direction σ_0 , sur le plan (R_e, I_e) correspond à la relation de Kormendy (1977) : $I_e \propto R_e^\gamma$ avec $\gamma \sim -1,3 \pm 0,1$ (e.g., Kormendy, 1977; Bernardi *et al.*, 2003b).

La relation masse-taille

La relation masse-taille donne un autre moyen d'étudier comment les galaxies s'assemblent au cours du temps. La figure 1.12 représente schématiquement le diagramme taille-masse dans lequel on voit plusieurs relations masse-taille en fonction du type de galaxies considéré (Cappellari *et al.*, 2012b). Cette relation d'échelle évolue de façon continue avec le type morphologique, ce qui a aussi motivé l'établissement d'une séquence de Hubble révisée avec un parallélisme entre spirales et galaxies de type précoce.

Cette relation masse-taille pour les galaxies de type précoce est l'objet d'étude de cette thèse et je consacrerai entièrement le chapitre suivant à détailler la relation et son évolution avec le redshift. Une évolution de la taille des galaxies à masse fixée est en effet observée : les galaxies sont plus petites pour une masse donnée, donc plus compactes à haut redshift que leur équivalent dans l'Univers local.

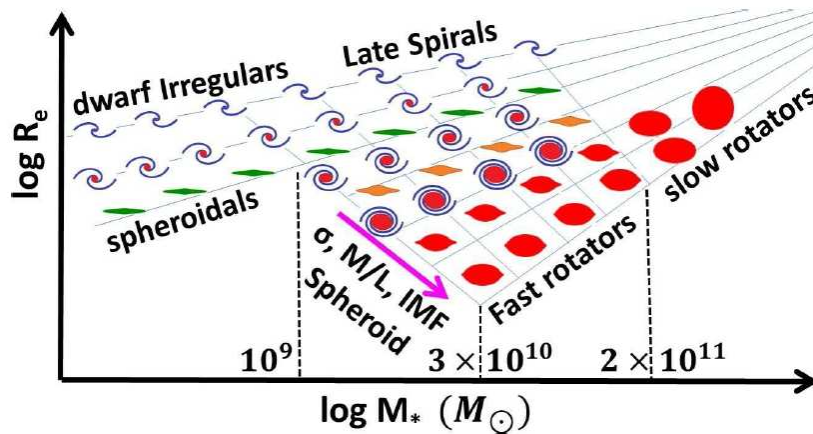


FIGURE 1.12 – Représentation schématique de la relation masse-taille pour les galaxies du relevé ATLAS-3D (Cappellari *et al.*, 2012b). Trois masses caractéristiques sont représentées dans ce diagramme : (i) en dessous de $10^9 M_\odot$ on ne voit plus de galaxies de type précoce, et la limite basse en taille augmente, (ii) $M \approx 3 \times 10^{10} M_\odot$ correspond à la masse à laquelle les ETGs ont leur taille minimum, (iii) en dessous de $2 \times 10^{11} M_\odot$, la population d'ETGs est dominée par les rotateurs rapides, ce qui atteste la présence de disque ; au-delà de cette limite, les galaxies sont dominées par des rotateurs lents et presque ronds.

1.2.5 Propriétés statistiques des galaxies

Dans cette partie, nous allons voir quelques propriétés statistiques des galaxies, en s'intéressant à la distribution des galaxies en fonction de leur propriétés intrinsèques (luminosité, type morphologique, taille, masse, couleur, ...). Le but des études statistiques est de comprendre les conditions de formation et d'évolution de la population de galaxies comme un tout.

Bimodalité des galaxies

Comme je l'ai évoqué précédemment, les deux grandes classes de galaxies peuvent aussi être distinguées par leur couleur : la plupart des galaxies de type précoce sont rouges alors que les galaxies de type tardif sont considérablement plus bleues. Baldry *et al.* (2004b) ont étudié la distribution des galaxies locales du relevé SDSS dans un diagramme couleur-magnitude, comme on peut le voir dans la figure 1.13. On voit clairement deux pics de densité : le premier à des magnitudes brillantes et de couleur rouge et le second à plus faible magnitude et de couleur bleue.

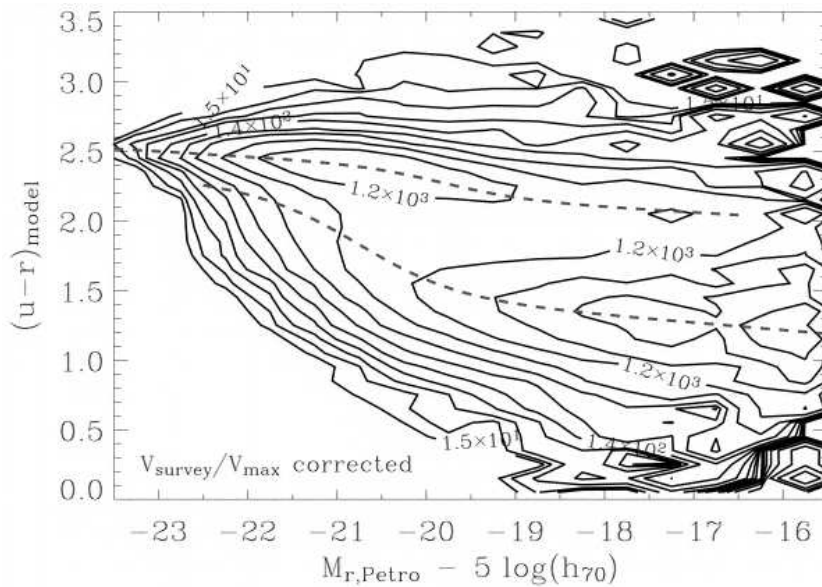


FIGURE 1.13 – Distribution des galaxies dans le diagramme couleur-magnitude absolue (Baldry *et al.*, 2004b). Les contours représentent le nombre de galaxies estimé dans un intervalle de couleur de 0,1 et de magnitude de 0,5 mag, les niveaux sont en échelle logarithmique.

Beaucoup d'études ont par la suite analysé la distribution en couleur des galaxies à haut redshift (e.g., Bell *et al.*, 2004; Willmer *et al.*, 2006; Faber *et al.*, 2007). Elles ont montré que la bimodalité persistait au moins jusqu'à $z \sim 1$ et que la densité en masse des galaxies rouges avaient presque doublée depuis $z \sim 1$ à aujourd'hui alors que celle des galaxies bleues restait à peu près constante, ce qui signifie que la formation stellaire s'arrête dans de plus en plus de galaxies au cours du temps et que de nouvelles galaxies continuent à se former ou que d'anciennes voient leur formation stellaire se réactiver.

Peng *et al.* (2010), par exemple, ont étendu l'étude à plus haut redshift avec le relevé zCOSMOS (COSMOS, pour COSmological Evolution Survey, Scoville *et al.*, 2007b, et z, pour les redshifts spectroscopiques). La figure 1.14 montre la distribution des galaxies du SDSS et de zCOSMOS, dans le diagramme couleur-masse cette fois. On observe une bimodalité autour de deux pics jusqu'à $z = 1$: les galaxies les plus mas-

sives, qui sont aussi les plus lumineuses, sont plus rouges et les galaxies moins massives donc moins lumineuses, sont plus bleues. À plus haut redshift, le pic de galaxies bleues est plus important : les galaxies bleues sont plus nombreuses dans l'Univers jeune. La population de galaxies rouges qui correspond à des populations stellaires vieilles, est cependant toujours présente.

La couleur des galaxies est en général bien corrélée avec l'âge des populations stellaires : les populations stellaires les plus vieilles donnent une couleur plus rouge. Il faut cependant faire attention car d'autres éléments interviennent dans la couleur d'une galaxie. Cette dernière est, en effet, corrélée avec la métallicité, les populations stellaires riches en métaux étant plus rouges que celles pauvres en métaux. La poussière qui absorbe la lumière des étoiles et la réémet dans le proche infrarouge affecte également la couleur des galaxies : les galaxies les plus riches en poussière apparaissent plus rouges.

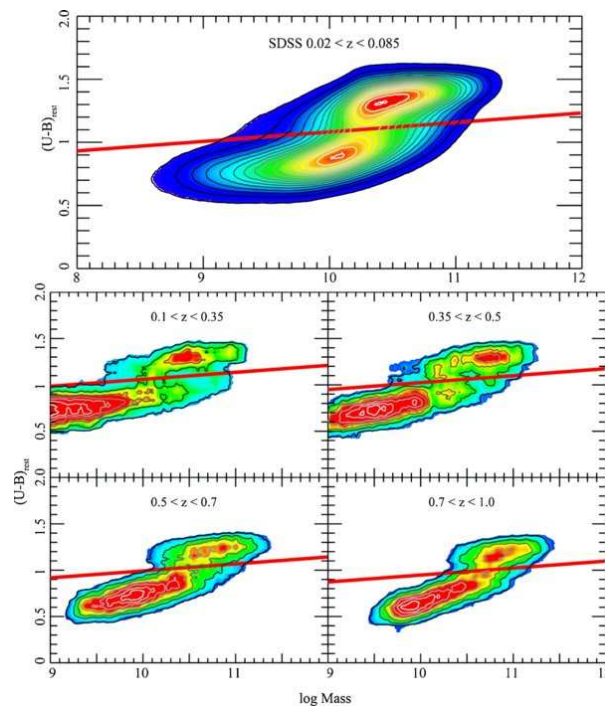


FIGURE 1.14 – Distribution des galaxies dans le diagramme couleur-masse dans le SDSS (en haut) et dans zCOSMOS à différents redshifts (en bas) (Peng *et al.*, 2010). La ligne rouge divise les galaxies bleues (en dessous de la ligne) des galaxies rouges (au dessus).

La fonction de luminosité et de masse

La fonction de luminosité est un outil puissant pour étudier l'évolution des galaxies au cours du temps et la construction de la séquence de Hubble. En étudiant la fonction de luminosité dans le temps et par type morphologique, on obtient des infor-

mations importantes sur le spectre de puissance des fluctuations de densité primordiales, les processus physiques qui convertissent la masse en lumière, les mécanismes qui détruisent ou forment des galaxies ou changent leur morphologie. Elle apporte de fortes contraintes sur les modèles d'évolution des galaxies.

La fonction de luminosité mesure le nombre de galaxies ayant une luminosité donnée. $\Phi(L)dL$ représente la densité en nombre de galaxies avec une luminosité comprise entre L et $L + dL$.

De manière générale, la fonction de luminosité est bien décrite par une fonction dite de Schechter (1976) établie de façon empirique :

$$\Phi(L) = \left(\frac{\Phi^*}{L^*} \right) \left(\frac{L}{L^*} \right)^\alpha \exp(-L/L^*), \quad (1.13)$$

où L^* est la luminosité caractéristique au-delà de laquelle la fonction décroît exponentiellement, α est la pente de la fonction de luminosité à faible L , et Φ^* est la paramètre de normalisation de la distribution. Deux exemples de fonction de luminosité sont montrés sur la figure 1.15. À gauche, on peut voir la fonction de luminosité établie par Schechter (1976) avec 13 amas de galaxies. À droite, sont représentées les fonctions de luminosité des galaxies rouges dominées par les galaxies de type précoce et des galaxies bleues dominées par les galaxies de type tardif séparément (Baldry *et al.*, 2004b). On observe que les galaxies rouges dominent la partie brillante alors que les faibles luminosités sont plus peuplées par les galaxies bleues. Attention les axes des abscisses des deux figures sont inversés.

De manière équivalente à la fonction de luminosité, il est possible de définir la fonction de masse qui mesure le nombre ou la densité en nombre de galaxies dans un intervalle de masse donné. Ce type de fonction est représenté sur la figure 1.16 extraite de Ilbert *et al.* (2010) pour différents intervalles de redshift pour des galaxies passives (figure de gauche) et des galaxies actives (figure de droite). Les données sont issues du relevé S-COSMOS (Sanders *et al.*, 2007), équivalent de COSMOS observé en infrarouge profond avec le satellite Spitzer, jusqu'à $z = 2$.

La première chose à souligner est le fait que l'on retrouve le même comportement pour les galaxies passives que pour les galaxies rouges, et pour les galaxies actives que pour les galaxies bleues : les galaxies passives sont plus nombreuses aux masses élevées (donc aux fortes luminosités) et les galaxies formant des étoiles peuplent de façon plus importante les faibles masses (donc les faibles luminosité). Les similitudes chez les galaxies passives, les galaxies rouges et les galaxies de type précoce d'un côté, et celles chez les galaxies actives, les galaxies bleues et les galaxies de type tardif de l'autre, se retrouvent à plusieurs niveaux. Par conséquent, on emploie souvent indifféremment l'un ou l'autre des qualificatifs (passives, rouges et de type précoce, ou actives, bleues et de type tardif) pour distinguer les deux grandes classes de galaxies. Cela n'est bien sûr vrai qu'en moyenne sur une population de galaxies.

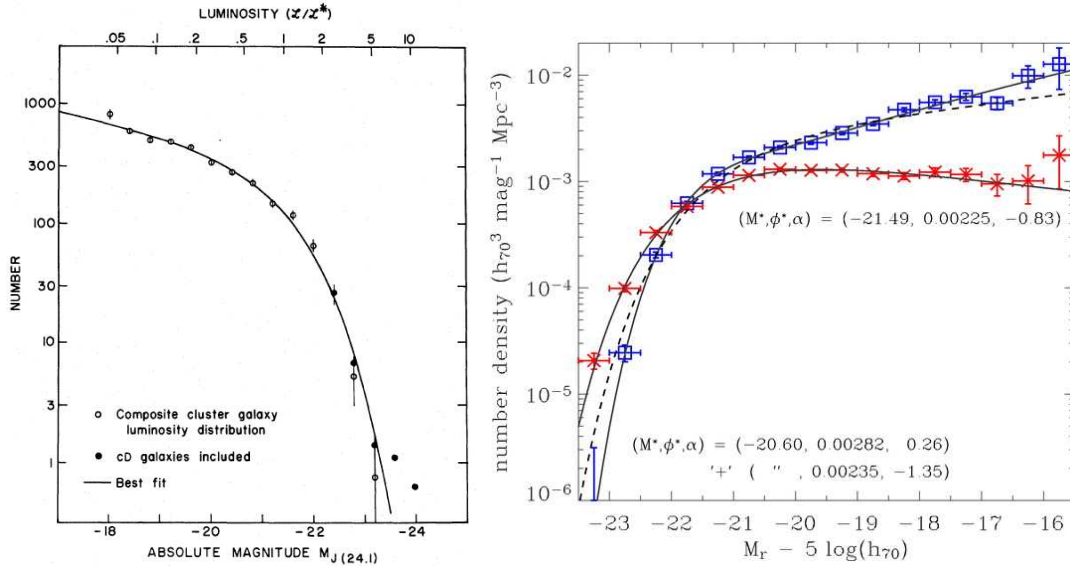


FIGURE 1.15 – *Figure de gauche* : fonction de luminosité des galaxies obtenue à partir de 13 amas de galaxies (Schechter, 1976). Les cercles pleins correspondent aux points où les galaxies dominantes de l’amas (cD pour cluster Dominant) ont été incluses. La ligne noire correspond au meilleur ajustement. *Figure de droite* : fonction de luminosité des galaxies (Baldry *et al.*, 2004b) : les croix rouges correspondent aux galaxies rouges et les carrés bleus aux galaxies bleues. Les lignes représentent l’ajustement aux données par une fonction de Schechter. Une simple fonction de Schechter ne permet pas d’ajuster les données de la distribution de galaxies bleues : celle-ci est donc ajustée par une double fonction de Schechter.

La fonction de masse (fig. 1.16) des galaxies passives semble indiquer l’existence d’une population de galaxies massives et déjà passives à $z \sim 1,75$; ces galaxies n’évoluent alors plus que passivement jusqu’à $z = 0$. La fonction de masse pour les galaxies actives évolue peu avec le redshift : il semble y avoir une évolution continue due à la formation continue d’étoiles au sein de ces galaxies. La fonction de masse pour les galaxies passives, quant à elle, se peuple de façon importante au cours du temps, avec des galaxies de faible masse : ce sont des galaxies qui ont arrêté leur formation d’étoiles et sont passées de la catégorie de galaxies actives à celle de galaxies passives.

1.2.6 Masse stellaire

La masse stellaire est un paramètre important qui peut influencer l’évolution des galaxies. La masse est corrélée avec la couleur des galaxies, l’âge de ses populations stellaires et l’histoire de sa formation stellaire : les galaxies les plus massives sont aussi les galaxies les plus rouges (e.g., Kajisawa et Yamada, 2005), les plus vieilles et celles qui ont arrêté le plus tôt leur formation stellaire (e.g., Thomas *et al.*, 2005). La fraction de galaxies de type précoce est également plus élevée chez les galaxies massives.

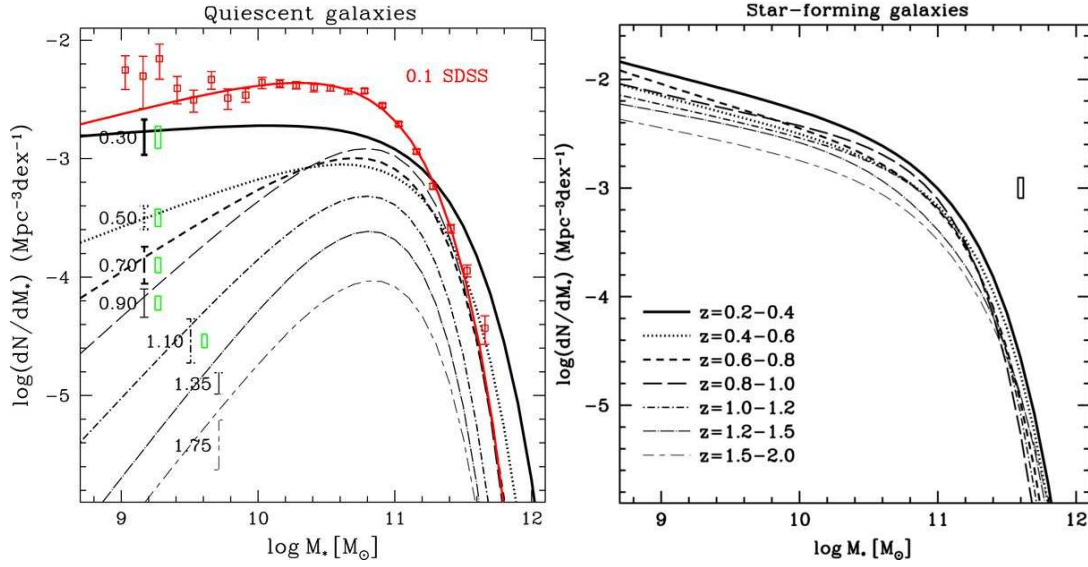


FIGURE 1.16 – Fonction de masse des galaxies pour des redshifts de $z = 2$ à $0,2$ (Ilbert *et al.*, 2010). À gauche, pour les galaxies passives. La ligne et les points rouges correspondent à la fonction de masse locale mesurée par Bell *et al.* (2003) à $z \sim 0,1$. À droite, pour les galaxies formant des étoiles.

Kauffmann *et al.* (2003) ont étudié l'influence de la masse stellaire sur $\sim 10^5$ galaxies du SDSS. Ils ont trouvé qu'en dessous de $3 \times 10^{10} M_{\odot}$, les galaxies avaient des populations stellaires jeunes, des densités surfaciques en masse faibles et des concentrations faibles, typiques de celles des disques. À des masses supérieures à $3 \times 10^{10} M_{\odot}$, ils observent une augmentation rapide de la fraction de galaxies ayant des populations stellaires vieilles, des densités surfaciques en masse élevées et des valeurs de concentration élevées, typiques de celles des bulbes ; cela suggère que l'efficacité de la formation stellaire décroît dans les galaxies massives, et que très peu de formation stellaire a lieu dans ces galaxies une fois qu'elles se sont assemblées.

Au sein des galaxies de type précoce, Bernardi *et al.* (2011) ont mis en évidence deux échelles de masses particulières, $M_{\star} = 3 \times 10^{10} M_{\odot}$ et $M_{\star} = 2 \times 10^{11} M_{\odot}$, pour lesquelles on observe des changements de pentes dans les corrélations entre la masse stellaire et la taille, la dispersion de vitesse, la brillance de surface, la couleur, et le gradient de couleur (voir figure 1.17). Ces signatures suggèrent que l'échelle de masse supérieure marque la masse au-delà de laquelle les fusions majeures de galaxies pauvres en gaz dominent l'histoire de l'assemblage des galaxies de type précoce.

Le fait qu'une galaxie soit massive déterminerait donc en partie son évolution. Mais des perturbations externes peuvent aussi influencer son destin et initier des transformations (morphologie, masse, taille, formation stellaire...).

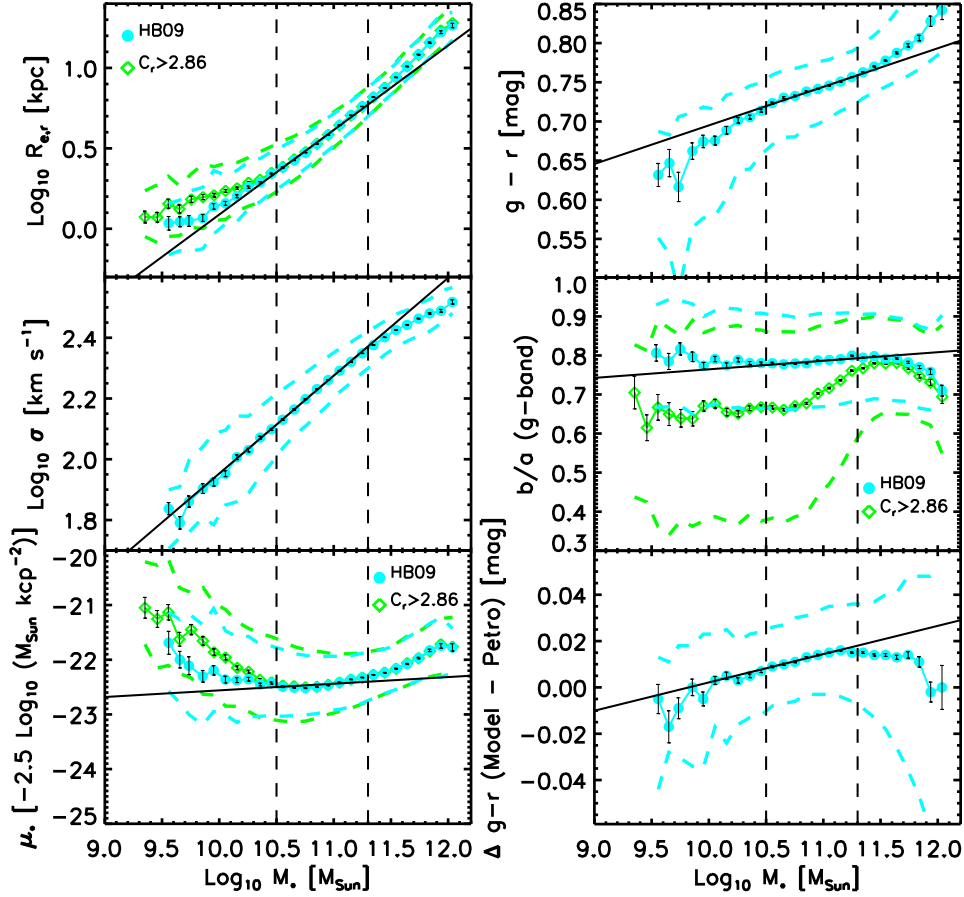


FIGURE 1.17 – Corrélation entre la masse stellaire de galaxies de type précoce et (de haut en bas, à gauche) la taille, la dispersion de vitesse, et la brillance de surface, et (de haut en bas à droite) la couleur, le rapport d’axes, et le gradient de couleur de l’échantillon de Hyde et Bernardi (2009) en bleu clair et de galaxies ayant une concentration $C_r > 2,86$ en vert. Les traits en tirets verticaux marquent les deux échelles pour lesquelles certaines des pentes des relations changent. (figure extraite de Bernardi *et al.*, 2011).

1.3 Les galaxies et leur environnement

Les galaxies évoluent dans différents environnements, plus ou moins denses, et cet environnement peut influencer leur évolution. Ce travail de thèse se concentre sur l’évolution de la relation masse-taille dans deux environnements extrêmes, le champ où la densité de galaxies est faible et les amas où les densités de galaxies les plus élevées sont atteintes. Je vais détailler, dans cette partie, le contexte cosmologique qui permet d’expliquer la structuration de l’Univers telle qu’on la connaît aujourd’hui et les principales caractéristiques des régions denses que sont les groupes et amas de galaxies.

1.3.1 Le contexte cosmologique

La formation et l'évolution des galaxies s'inscrit dans le contexte général de l'évolution de l'Univers. Arrêtons-nous un instant sur le contexte cosmologique dans lequel s'effectue ce travail de thèse.

Le modèle Λ CDM

La cosmologie pose non seulement un cadre spatio-temporel mais fournit également les conditions initiales pour la formation et l'évolution des galaxies. La cosmologie moderne se base sur la théorie de la relativité générale d'Einstein (1916) qui relie l'espace-temps au contenu énergétique de l'Univers. Einstein a fait naître le principe cosmologique, selon lequel, à grande échelle, l'Univers est homogène et isotrope et qui impose des symétries facilitant la résolution des équations. Cette hypothèse a été vérifiée par la suite lors des campagnes d'observations de grands relevés.

Comme je l'ai évoqué au début de ce chapitre, l'observation de l'expansion de l'Univers réalisée par Slipher et Hubble dans les années 1920 fait directement suite à la découverte des objets de nature extra-galactique. Malgré le fait que les équations de la relativité générale donnent naturellement des solutions d'Univers en expansion, Einstein lui-même croyait en un Univers statique. Cette découverte va donc révolutionner la vision de l'Univers dans lequel nous vivons et mettre plusieurs années à être acceptée par la communauté. Par la suite, des mesures de plus en plus précises du taux d'expansion actuel de l'Univers vont être effectuées ; elles convergent vers une valeur de $H_0 = 70 \text{ km.s}^{-1}.\text{Mpc}^{-1}$.

L'Univers étant en expansion, il a dû dans le passé se trouver dans un état beaucoup plus dense et chaud. En 1965, Penzias et Wilson (1965) ont découvert un bruit résiduel impossible à éliminer en faisant des mesures avec une antenne radio : il s'agissait du fond diffus cosmologique (CMB, pour *Cosmic Microwave Background*), confirmant que l'Univers a connu une phase très dense et très chaude au début de son existence et qui étaye la théorie du Big Bang³. Ce rayonnement, proche de celui d'un corps noir, est très fortement isotrope à une température de 2,7 K présentant des anisotropies relative de $\delta T/T \sim 10^{-5}$ à des échelles angulaires de $\sim 1^\circ$ (voir figure 1.18). Ces fluctuations relatives de température reflètent des fluctuations de densité qui seraient à l'origine des structures (galaxies, amas) que l'on connaît aujourd'hui. Le CMB a pour origine le découplage entre la matière et le rayonnement et la recombinaison qui s'ensuit au moment où l'Univers était âgé d'environ 380 000 ans (ce qui correspond à $z \sim 1100$). Grâce à l'expansion, l'Univers devient de moins en moins dense et arrive le moment où la matière est libre de toute interaction autre que gravitationnelle. La recombinaison intervient alors : les électrons, n'interagissant

3. Le terme de *Big Bang* a été introduit par Fred Hoyle qui ne croyait pas en cette théorie et lui préférait un Univers dans un état stable et immuable. Sa théorie s'est avérée fausse mais son terme de *Big Bang* est resté pour la théorie concurrente et actuellement admise.

plus avec les photons, se combinent aux noyaux et l'Univers devient progressivement neutre et transparent au rayonnement des photons découplés. C'est ce rayonnement qui est aujourd'hui observé comme étant le CMB.

L'origine des fluctuations du fond diffus cosmologique n'est pas tout à fait comprise. Elle peut être expliquée par l'amplification et le gel de fluctuations quantiques pendant l'inflation, courte période pendant laquelle la taille de l'Univers a augmenté de façon exponentielle (Liddle et Lyth, 1993).

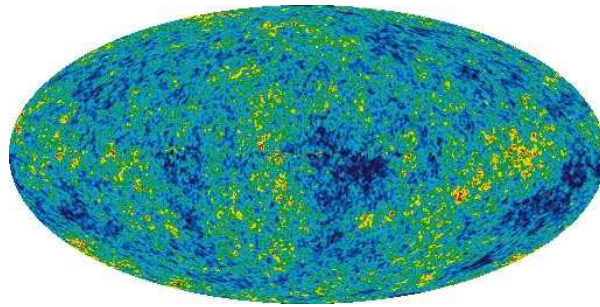


FIGURE 1.18 – Fond diffus cosmologique mesuré par le satellite WMAP en 2008. Les fluctuations relatives en température sont de l'ordre de 10^{-5} et sont à l'origine des structures (amas, galaxies) que l'on voit aujourd'hui (crédits : NASA/WMAP Science Team).

En outre, la taille des fluctuations observées dans le CMB est trop petite pour expliquer la formation des structures telles qu'on les connaît. La découverte de la matière noire (ou sombre) va permettre d'apporter une explication en amplifiant les fluctuations de densité pour atteindre celles requises pour former les structures visibles aujourd'hui. En effet, la matière noire, n'interagissant pas avec la matière ordinaire, va pouvoir se condenser plus tôt (avant le découplage matière-rayonnement) pour former des surdensités qui agiront comme des pièges gravitationnels sur les baryons une fois libres de s'effondrer.

La succession de mesures de masses des structures de l'Univers (galaxies, groupes, amas) a mis en évidence la domination du contenu de matière noire sur le contenu de matière visible. La figure 1.19 montre la distribution 3D de matière noire à grande échelle obtenue grâce à des mesures de lentilles gravitationnelles qui permettent d'estimer le contenu global de matière noire dans l'Univers (Refregier, 2003). Il apparaît ainsi que la matière ordinaire (ou baryonique) n'est qu'une petite partie de la matière contenue dans l'Univers et qu'une matière noire dont on ignore la nature et dont on ne voit que les effets gravitationnels domine la distribution de matière.

Une autre composante vient s'ajouter au contenu énergétique de l'Univers à la fin du siècle dernier. À partir d'observations de supernovæ de type Ia (SNIa), Riess *et al.* (1998) et Perlmutter *et al.* (1999) ont mesuré l'accélération de l'expansion de l'Univers. Cette découverte implique la présence d'une énergie répulsive pour s'opposer aux effets attractifs de la gravitation : cette énergie est aujourd'hui appelée l'énergie noire. Sa nature est encore plus inconnue et plus énigmatique que celle de la matière noire.

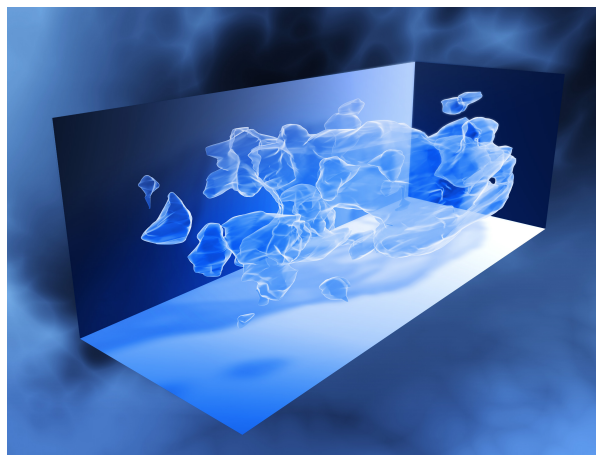


FIGURE 1.19 – Distribution de matière noire à grande échelle mesurée grâce aux données des télescopes spatiaux Hubble et XMM-Newton (crédits : NASA, ESA et R. Massey).

À l'heure actuelle, les observations combinées du CMB, des grandes structures et des SNIa convergent vers le modèle de concordance Λ CDM (Λ pour énergie noire et CDM pour *Cold Dark Matter*) qui décrit globalement l'évolution de l'Univers du Big Bang à nos jours. Les récentes observations du CMB avec le satellite WMAP déterminent avec une remarquable précision les paramètres cosmologiques : $\Omega_M = 0,3$ et $\Omega_\Lambda = 0,7$ (Spergel *et al.*, 2007). Ω_M et Ω_Λ représentent respectivement la fraction de matière (matière noire et matière ordinaire) et la fraction d'énergie noire. Reste donc à savoir de quoi est fait $\sim 95\%$ de l'Univers.

Croissance des structures dans le modèle Λ CDM

La formation des structures est initiée par instabilités gravitationnelles. À partir des petites inhomogénéités ou fluctuations primordiales, la matière noire s'effondre autour des pics de densité sous l'effet de la gravitation. Dans le même temps, les régions de sous-densité deviennent de plus en plus vides.

Dans le modèle Λ CDM, les structures se forment suivant un scénario hiérarchique, aussi appelé scénario *bottom-up*. Les halos de matière noire croissent ainsi par fusion de halos plus petits.

Les simulations numériques reproduisent très bien le comportement de la matière noire qui est régit uniquement par la force de gravitation, ainsi que la formation des structures (voir figure 1.20). La comparaison de la distribution de matière dans les simulations avec les observations est en très bon accord. On trouve ainsi dans l'Univers, des halos de matière noire pouvant atteindre des masses de $10^{15-16} M_\odot$. Chacun de ces halos peut contenir une ou plusieurs galaxies. Ce sont les halos les plus massifs qui forment les amas de galaxies.

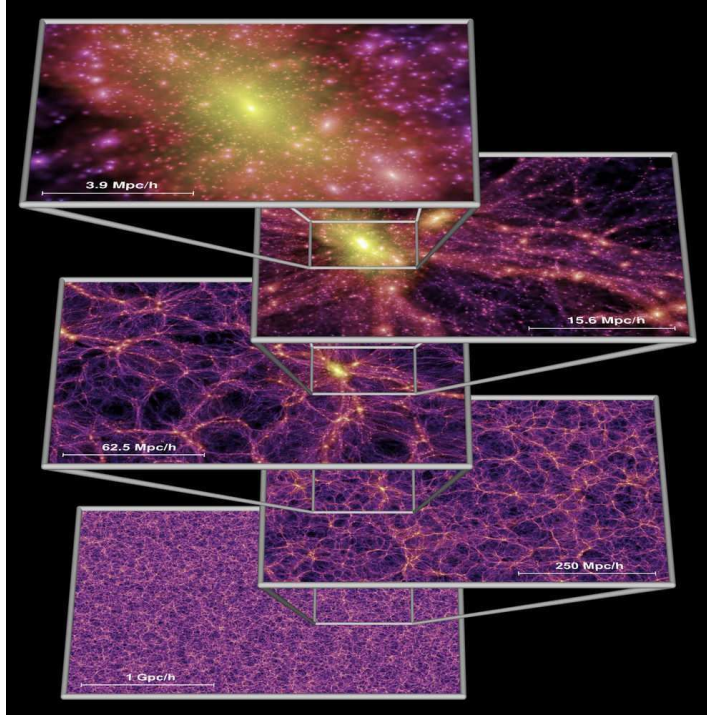


FIGURE 1.20 – Simulation numérique de matière noire pure illustrant la formation des structures (Springel *et al.*, 2005).

1.3.2 Distribution spatiale des galaxies

Les galaxies ne sont donc pas réparties au hasard. Elles suivent la distribution de matière noire à grande échelle et forment des structures visibles dans les grands relevés comme le SDSS (Blanton *et al.*, 2001) ou le 2dFGRS Percival *et al.* (2001) pris comme illustration (figure 1.21) : on y voit des zones plus denses formées d'amas ou de super-amas, et des zones plus vides. Les amas ou super-amas sont connectés entre eux par des filaments. La Voie Lactée, elle même, fait partie d'un groupe, appelé le Groupe Local, qui contient environ 35 galaxies à l'intérieur d'une sphère de 1 Mpc autour de notre galaxie.

La transition entre les groupes et les amas n'est pas définie de façon nette. La distinction dépend du nombre de galaxies. Les groupes sont des entités plus petites, composées d'une cinquantaine de galaxies liées gravitationnellement dans un rayon inférieur à 1,5 Mpc. Au-delà, on parle d'amas de galaxies. Un exemple de groupe est montré sur la partie gauche de la figure 1.22 tandis que la partie droite montre l'exemple d'un amas de galaxies, Abell 370. Les amas de galaxies sont les plus grandes structures gravitationnellement liées de l'Univers. Typiquement, les plus massifs ont une masse supérieure à $\sim 3 \times 10^{14} M_{\odot}$ tandis que les groupes ont plutôt une masse de l'ordre de $10^{13} M_{\odot}$.

Les observations en rayons X ont montré que les amas sont des sources intenses de rayonnement X émis par le gaz chaud ($T \sim 10^7$ K) se trouvant entre les galaxies.

Ce gaz inter-galactique contient plus de baryons que les étoiles des galaxies de l'amas elles-mêmes. De ces observations, combinées avec les observations de lentilles gravitationnelles et des propriétés dynamiques des galaxies, on peut déduire l'existence de matière noire contenant les amas de galaxies. Zwicky (1933) a d'ailleurs été le premier à découvrir les effets d'une matière non visible en montrant que les vitesses de dispersion des galaxies dans les amas étaient supérieures à ce qu'elles devraient être au vu de la quantité de matière visible.

Les premières détections de groupes et amas de galaxies à partir de la distribution spatiale des galaxies se basaient généralement sur deux critères de sélection dans l'optique : le premier contraint à avoir des systèmes ayant une densité suffisamment élevée, le second à avoir un nombre de galaxies assez grand. En se basant sur de tels critères, Abell (1958) a identifié 1682 amas de galaxies sur le relevé d'observations Palomar. Les deux critères définis par Abell sont :

- critère de richesse : chaque amas doit contenir au moins 50 galaxies dans un intervalle de magnitude $m_3 < m < m_3 + 2$ où m_3 est la magnitude de la troisième galaxie la plus brillante.
- critère de concentration : les galaxies sélectionnées par le premier critère doivent se situer dans un cercle de rayon d'environ $1,5 h^{-1} \text{Mpc}$. Ce critère combiné avec le premier correspond est l'équivalent d'un critère de densité.

Cependant, ces critères de sélection sont aujourd'hui peu utilisés. Les observations étant toujours une projection 2D de l'espace en 3 dimensions, les effets de projection sont inévitables et des surdensités aléatoires sur une certaine ligne de visée peuvent être identifiées comme un amas. Pour éviter ce type de fausse détection, les techniques de détection actuelles combinent plus de critères pour affiner et/ou confirmer la sélection d'amas, comme la mesure des redshifts photométriques ou spectroscopiques, qui donnent la distance des galaxies, la distribution spatiale et la couleur des galaxies. Comme nous allons le voir par la suite, la définition de la séquence rouge de l'amas combinée avec les autres critères de sélection est un moyen de limiter les fausses détections (cf. section 1.3.3 pour plus de détails sur la séquence rouge).

1.3.3 Propriétés observationnelles des galaxies dans les amas

Les galaxies se trouvent ainsi dans différents environnements : le champ, les groupes et les amas, allant des régions les moins denses aux plus denses. Les groupes et amas, qui sont les zones les plus denses en galaxies, sont des laboratoires idéaux pour étudier l'effet de la densité de galaxie sur la population de galaxie elle-même. On trouve, par exemple, plus de galaxies elliptiques dans les amas, ce qui indique que l'environnement peut avoir un impact sur la morphologie et l'évolution des galaxies. Cette thèse se concentre sur les effets d'environnement dans l'évolution des galaxies de type précoce, les questions d'environnement seront donc de nouveau soulevées dans les chapitres suivants.

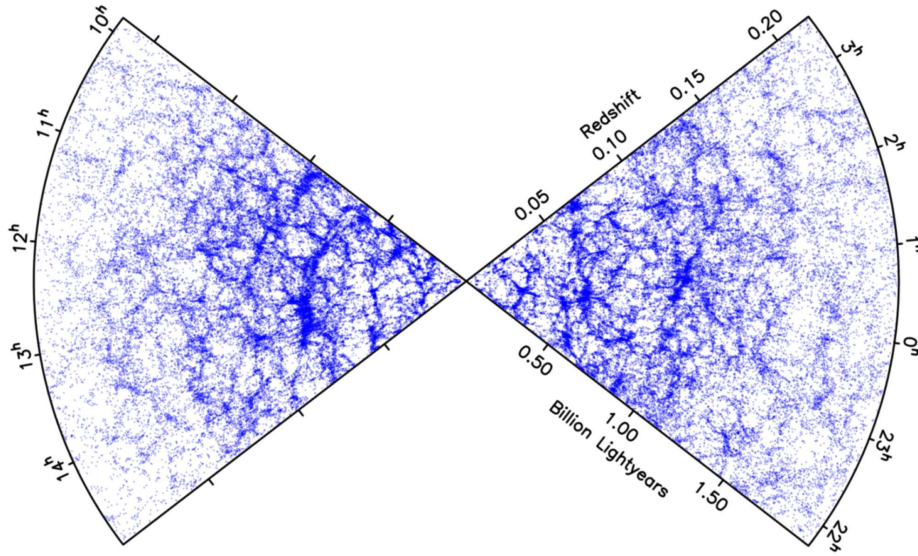


FIGURE 1.21 – Distribution spatiale des $\sim 80\,000$ galaxies du relevé 2dFGRS (Percival *et al.*, 2001; Cole *et al.*, 2005). Les galaxies ne sont pas réparties de manière aléatoire. On voit clairement des zones denses, groupes, amas et super-amas, connectés par des filaments qui englobent des régions quasiment vides de galaxies.



FIGURE 1.22 – Groupe HCG 44 (à gauche) et amas (à droite) de galaxies Abell 370 (crédits : NASA, ESA, Hubble).

Population de galaxies dans les amas et relation morphologie-densité

La population de galaxies dans les amas diffère de celle du champ où les galaxies sont plus isolées les unes des autres. Tandis que le champ est dominé à $\sim 70\%$ par des galaxies spirales, la population de galaxies d'amas est majoritairement une population de galaxies de type précoce. De plus, la fraction de galaxies spirales dans un amas dépend de la distance au centre de l'amas et augmente quand on s'éloigne du centre. De façon évidente, la densité du milieu dans lequel évoluent les galaxies influence les proportions des différents types morphologiques. La figure 1.23 montre la relation morphologie-densité établie par Dressler (1980) qui a étudié la morphologie des ga-

laxies dans 55 amas. La fraction de galaxies spirales diminue drastiquement quand la densité augmente ; on observe le comportement inverse pour les galaxies elliptiques. La fraction de galaxies lenticulaires augmente, quant à elle, plus progressivement.

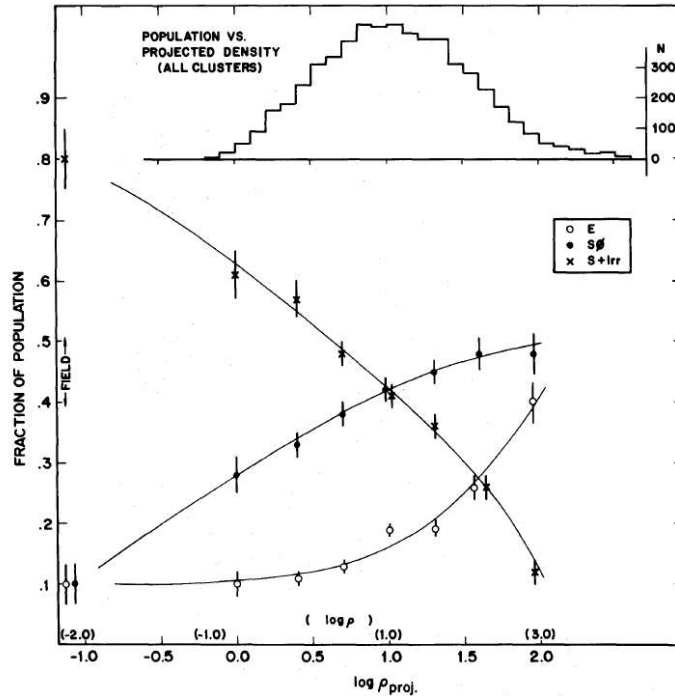


FIGURE 1.23 – Relation morphologie-densité : fraction de galaxies elliptiques (E), lenticulaires (S0) et spirales+irrégulières (S+Irr) en fonction de la densité projetée (en galaxies par Mpc^2). Une échelle en densité réelle est aussi montrée ($(\log(\rho))$ en galaxies par Mpc^3). L'histogramme du haut montre la distribution de galaxies par intervalle de densité projetée (Dressler, 1980).

La fraction de galaxies rouges augmente aussi considérablement quand la densité de galaxies augmente comme on peut le voir sur la figure 1.24, et l'augmentation relative est plus importante pour les galaxies les moins lumineuses. En utilisant les mêmes données que pour la figure 1.13, qui montre la distribution en couleur bimodale des galaxies, Baldry *et al.* (2004a) ont étudié la fraction de galaxies rouges en fonction de la densité locale de galaxies. Cette densité de surface est mesurée à partir de la distance de la 5^e galaxie voisine la plus proche dans un intervalle de redshift correspondant à ± 1000 km/s. La figure de droite montre que la fraction de galaxies rouges est une fonction de la densité locale de galaxies et de la luminosité de la galaxie.

De façon générale, des études récentes sur les larges relevés de galaxies montrent que les environnements denses abritent non seulement une plus large fraction de galaxies de type précoce mais aussi des galaxies qui sont en moyenne plus massives, plus rouges, plus concentrées, moins riches en gaz, et ayant un taux de formation stellaire plus faible (Kauffmann *et al.*, 2004; Baldry *et al.*, 2006; Weinmann *et al.*, 2006).

Ces observations donnent lieu à des interprétations sur le rôle joué par l'environnement dans la construction de la séquence de Hubble. Dans un premier scénario, les galaxies qui se forment dans les environnements denses consomment leur gaz plus vite que les galaxies dans les environnements peu denses et ces différences visibles sont le reflet des conditions initiales à la naissance. D'un autre côté, les galaxies peuvent se transformer de spirales en elliptiques dans les environnements denses par des processus induits par ces environnements, telles les interactions, et la différenciation est progressive et continue dans le temps due à l'évolution des galaxies dans des environnements différents. Des études comme celles de Postman *et al.* (2005); Smith *et al.* (2005) montrent que la différence entre la fraction de galaxies de type précoce dans différents environnements est déjà en place à $z \sim 1$ mais que l'écart augmente, la fraction de galaxies de type précoce ayant doublé depuis $z \sim 1$ à aujourd'hui. Ces travaux favorisent une évolution continue dépendant de la densité de galaxies.

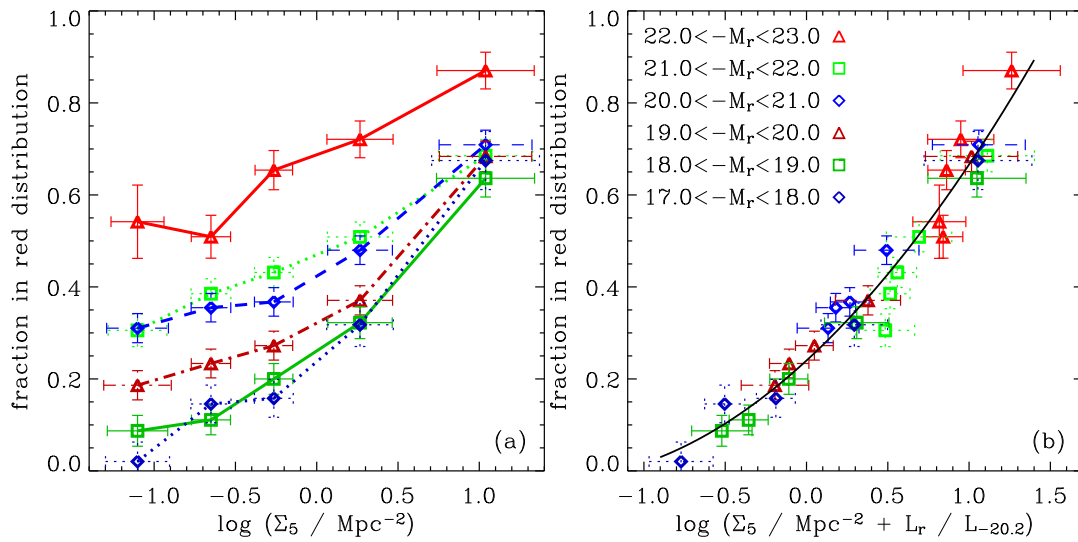


FIGURE 1.24 – Relation couleur-densité : fraction de galaxies rouges en fonction de la densité de surface projetée Σ_5 , basée sur la distance projetée de la 5^e galaxie voisine la plus proche confirmée spectroscopiquement dans un intervalle de redshift de ± 1000 km/s. Les différents symboles et couleurs correspondent à différents intervalles de luminosité, comme indiqué dans le légende de la figure de droite. À droite : fraction de galaxies rouges en fonction d'une combinaison de la densité locale de galaxies Σ_5 et de la luminosité de la galaxie. Figure extraite de Baldry *et al.* (2004a).

Galaxie d'amas la plus brillante

Dans la plupart des amas, on trouve une galaxie plus brillante que les autres, la BCG (pour *Brightest Cluster Galaxy*). Ces galaxies très lumineuses font partie des galaxies les plus massives ($\sim 10^{12} M_\odot$) et peuvent avoir une enveloppe diffuse très étendue ; dans ce cas, la BCG est appelée galaxie cD (c pour centrale, et D pour diffuse).

Les galaxies cD ont généralement un profil de Sersic avec un indice très supérieur à 4, donc plus large qu'un profil classique de Vaucouleurs, et sont situées au centre de l'amas (cD réfère aussi en anglais à *centrally Dominant*).

Les galaxies cD ont dû se former à travers l'accrétion de plusieurs petites galaxies au sein de l'amas. Un tel processus est appelé « cannibalisme ». Cependant, il n'est pas totalement certain que l'enveloppe diffuse des galaxies cD soit une partie à part entière de la galaxie ou un ensemble d'étoiles appartenant à l'amas lui-même plutôt qu'à une galaxie en particulier.

Diagramme couleur-magnitude

En représentant le diagramme couleur-magnitude des galaxies d'un amas, on obtient une étroite relation entre la couleur et la magnitude, aussi appelée séquence rouge, proche de l'horizontale. Cette séquence rouge est peuplée par les galaxies de type précoce appartenant à l'amas. La dispersion autour de la séquence est très petite, ce qui implique que toutes les galaxies de type précoce de l'amas ont environ la même couleur. De façon intéressante, les diagrammes couleur-magnitude de différents amas à un redshift fixé ont une séquence rouge très similaire. Si l'on compare des séquences rouges d'amas à différents redshifts, on trouve que les séquences sont plus bleues à haut redshift.

La figure 1.25 montre les séquences rouges de 8 amas de galaxies (Mei *et al.*, 2009) entre $z = 0,8$ et $z = 1,3$, observés avec l'instrument ACS (pour *Advanced Camera for Surveys*) sur le télescope spatial Hubble dans plusieurs bandes passantes. Les diagrammes couleur-magnitude présentés sont contruits avec les bandes passantes correspondant à une couleur $(B - V)_{z=0}$ et à une magnitude absolue B dans le référentiel au repos. Le référentiel au repos correspond au référentiel qui est immobile par rapport à l'objet observé. Les relations sont bien peuplées par les galaxies elliptiques et lenticulaires dans leur grande majorité.

La séquence rouge d'un amas étant définie très précisément, il est possible de déterminer le redshift de l'amas à partir de cette relation, avec une précision de l'ordre de $\Delta z = 0,1$. La précision du redshift obtenu dépend fortement des bandes dans lesquelles on mesure la couleur. En effet, les galaxies elliptiques, comme on peut le voir sur la figure 1.26, présentent dans leur spectre une caractéristique remarquable : la cassure à 4000 Å dans le référentiel au repos (connue en anglais sous le terme de *Balmer break*). La couleur doit ainsi être mesurée avec des bandes encadrant la cassure.

Le fait que les galaxies d'amas de type précoce s'étendent sur une même séquence à un redshift donné indique que les populations stellaires de ces galaxies ont approximativement le même âge. En fait, la couleur des galaxies d'amas est compatible avec une population stellaire ayant à peu près l'âge de l'Univers au redshift de l'amas. Les étoiles des galaxies appartenant à la séquence rouge d'un amas se sont donc formées tôt dans l'histoire de l'Univers. Cependant, cela ne signifie pas forcément que les galaxies hôtes de ces populations stellaires se soient également formées à la même

époque. Les galaxies peuvent, en effet, subir des transformations morphologiques par processus de fusions, qui peut laisser les populations d'étoiles en grande partie intactes.

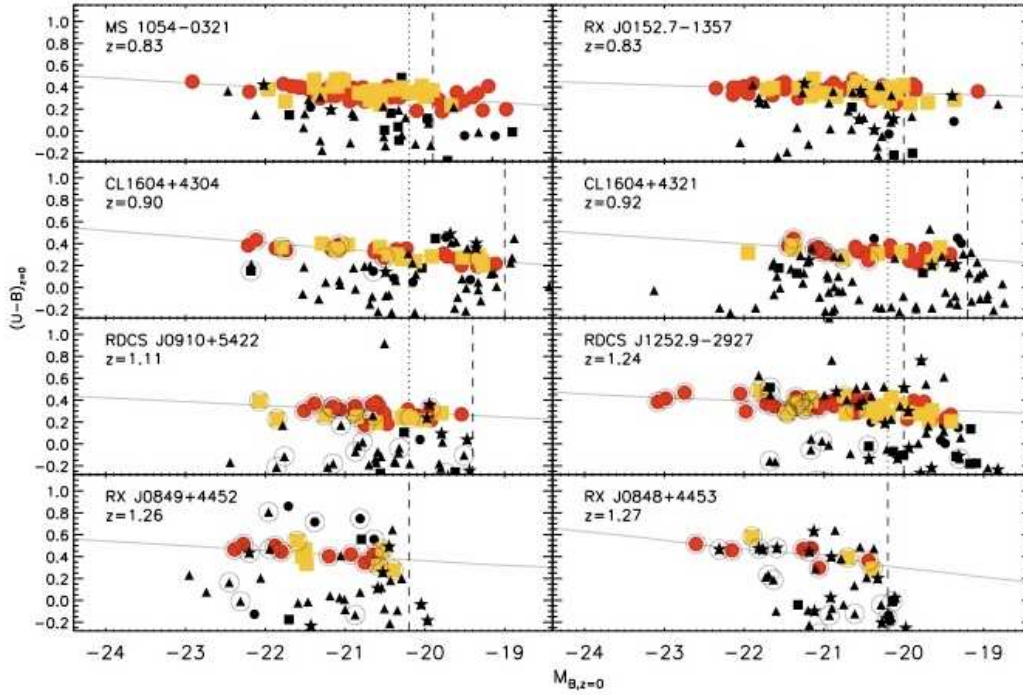


FIGURE 1.25 – Relations couleur-magnitude avec la couleur dans référentiel au repos $(U - B)_{z=0}$ en fonction de la magnitude absolue B dans le référentiel au repos $M_{B,z=0}$ pour 8 amas de galaxies entre $z = 0,8$ et $z = 1,3$ extraits de Mei *et al.* (2009). Les galaxies représentées sont à l'intérieur du cercle de rayon R_{200} . Les cercles représentent les galaxies elliptiques, les carrés les galaxies lenticulaires, les étoiles les galaxies de type S0/a, et les triangles les galaxies spirales. Les grands symboles colorés indiquent les galaxies sur la relation couleur-magnitude de chaque amas à ± 3 fois la dispersion. La ligne continue correspond à la relation couleur-magnitude définie pour les galaxies elliptiques de chaque amas dans R_{200} jusqu'à la magnitude absolue limite représentée par la ligne verticale en tirets pour chaque amas. La ligne pointillée montre la même magnitude absolue dans le référentiel au repos $M_{B,z=0} = -20,2$ mag. Les cercles qui entourent les symboles indiquent les galaxies ayant un redshift spectroscopique dans les amas (pour les deux amas les plus proches, toutes les galaxies sont des membres confirmés spectroscopiquement). Les elliptiques et lenticulaires sont sur la même relation, sauf pour RDCS J0910+5422 dans lequel la relation couleur-magnitude des S0s a un point zéro plus bleu.

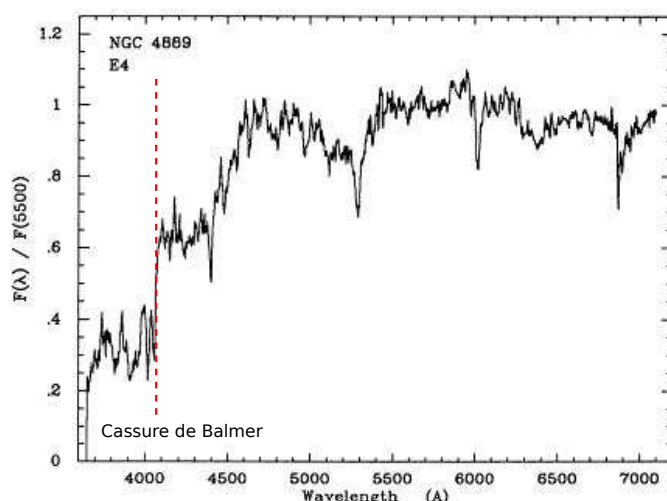


FIGURE 1.26 – Spectre typique d’une galaxie elliptique, extrait de Kennicutt (1992). La ligne en tiret rouge indique la cassure de Balmer à 4000 Å.

1.4 Les mécanismes de formation et d’évolution

Maintenant que nous avons un aperçu de la population de galaxies existantes ou ayant existées et de l’environnement dans lequel ces galaxies peuvent évoluer, je vais présenter dans cette partie les mécanismes de formation et d’évolution qui sont autant de pistes pour comprendre la construction de la séquence de Hubble. L’évolution des baryons dans l’Univers est le point chaud de l’évolution cosmique.

1.4.1 Simulations numériques et modèles semi-analytiques

Nous avons vu que les simulations numériques de matière noire pure permettent d’expliquer la structuration actuelle de l’Univers à grande échelle. Les galaxies qui évoluent au sein des halos de matière noire sont composées de baryons (gaz et étoiles) qui ne sont pas uniquement régis par les lois de la gravitation. La physique des baryons est plus complexe à modéliser (processus hydrodynamiques, refroidissement du gaz, formation stellaire...).

Malgré ses succès, le modèle Λ CDM rencontre en effet plusieurs problèmes et reste incompatible avec des observations à des échelles plus petites. En particulier, les simulations numériques conduisent à des galaxies trop petites, et trop concentrées, qui n’ont pas assez de moment angulaire pour correspondre aux galaxies observées : ce problème est connu sous le nom de « catastrophe du moment cinétique » (Navarro et Benz, 1991). Un deuxième problème vient du nombre trop importants de galaxies naines produites dans les simulations (Klypin *et al.*, 1999; Moore *et al.*); ce problème semble en cours de résolution avec les nouvelles galaxies naines observées dans le SDSS par Simon et Geha (2007). Enfin, se pose le problème des profils de densité

des halos de matière noire. En effet, les simulations du modèle Λ CDM prévoient des profils de type *cups* avec une forme très piquée au centre alors que les observations suggèrent plutôt un profil de type *core*, plus plat au centre.

La plupart des problèmes des simulations numériques surviennent lorsque l'on inclut les baryons. Les phénomènes physiques ont lieu à des petites échelles comparées à la formation des structures, ce qui nécessite une très grande dynamique d'échelle (de l'ordre de la dizaine de pc à la centaine de Mpc) et est quasi-impossible à réaliser dans un temps raisonnable avec les moyens de calcul actuels (à moins de se restreindre à une dynamique plus petite, du pc au à la dizaine de kpc par exemple).

Les modèles semi-analytiques (Kauffmann *et al.*, 1999; Cole *et al.*, 2000; De Lucia *et al.*, 2006; Croton *et al.*, 2006; Guo *et al.*, 2011; Shankar *et al.*, 2013) tentent de compléter les simulations numériques et ont l'avantage d'être beaucoup moins coûteux en temps de calcul. Ces modèles se basent sur les arbres de fusions de halos de matières (voir figure 1.27) pour les peupler de baryons et calculent l'évolution de la matière baryonique (masse, taille, quantité de gaz, taux de formation stellaire...) à partir de lois analytiques ou sur des résultats de simulations numériques connus. Les modèles semi-analytiques sont capables de faire des statistiques, alors que les simulations numériques sont souvent obligées de se focaliser sur quelques cas. Cependant, ils atteignent leur limite quand le phénomène physique est mal connu et mal modélisé analytiquement ; aussi, ils ne peuvent suivre que l'évolution globale d'une galaxie.

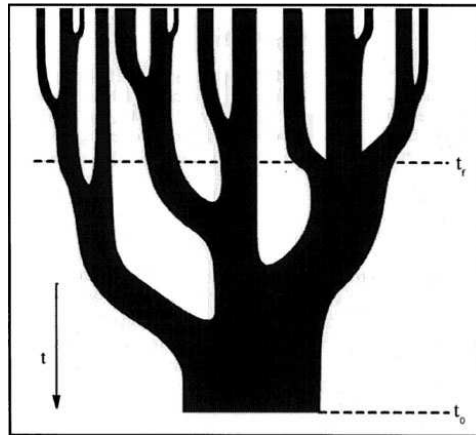


FIGURE 1.27 – Arbre de fusions pour schématiser la croissance hiérarchique des halos de matière noire (Lacey et Cole, 1993).

Les modèles visent à comprendre les relations observationnelles. La fonction de luminosité, par exemple, se compare directement aux modèles semi-analytiques et permet de les contraindre. La reproduction de la fonction de luminosité par les modèles pose toujours problème : les modèles semi-analytiques prédisent, en effet, un excès de galaxies brillantes bleues et un excès de galaxies faibles rouges dûs à une formation stellaire trop importante dans les galaxies massives (Bower *et al.*, 2006). Il est donc nécessaire de trouver dans les modèles des mécanismes physiques permettant

de réguler la formation d'étoiles.

1.4.2 Formation des premières galaxies

Nous pouvons désormais dessiner dans les grandes lignes la formation des premières galaxies. La matière ordinaire piégée dans les puits de potentiel créés par la matière noire s'effondre en suivant le même profil de densité et le même moment cinétique que le halo de matière noire dans lequel elle se retrouve piégée. Le gaz se stabilise alors à l'équilibre viriel dans le puits de potentiel de la matière noire. À la différence de la matière noire, le gaz va se refroidir radiativement (White et Rees, 1978). Il s'ensuit que le gaz chute au centre des halos de matière noire et s'équilibre sous forme d'un disque en rotation par conservation du moment cinétique (Fall et Efstathiou, 1980). Les régions denses du gaz vont alors pouvoir s'effondrer et former une première génération d'étoiles que l'on pense très massives et de courte durée de vie.

Le cas particulier des elliptiques

La question de la formation des galaxies elliptiques massives est considérablement plus difficile à traiter que la formation des disques. En effet, les étoiles qui composent une galaxie elliptique ont une très grande dispersion de vitesse, ce qui suggère une formation plus violente. Les propriétés des elliptiques sont bien décrites par le plan fondamental dont l'évolution avec le redshift peut presque entièrement être expliquée par une évolution passive de leur population stellaire. De même, les elliptiques dans les amas suivent une séquence rouge bien définie ce qui suggère que les populations stellaires des elliptiques à un redshift donné ont à peu près le même âge. En outre, leur couleur rouge implique une population âgée : les étoiles des galaxies elliptiques se sont donc formées rapidement et relativement tôt dans l'histoire de l'Univers (voir la figure 1.28, ainsi que van Dokkum *et al.*; Thomas *et al.*, 2005; Mei *et al.*, 2009). Ce phénomène est appelé « *downsizing* » ; il peut sembler contradictoire dans le scénario hiérarchique où les petites entités se forment en premier et les systèmes plus massifs se forment plus tard dans l'évolution de l'Univers. Le problème est de savoir si ces étoiles se sont formées avant ou après que le système soit lié gravitationnellement.

Les observations semblent converger vers deux scénarios de formation des galaxies elliptiques : celui de l'effondrement monolithique (e.g. Eggen *et al.*, 1962; Tinsley, 1972b; Larson, 1975) ou celui de fusions (e.g. Toomre, 1977; White et Rees, 1978; Mihos et Hernquist, 1996).

Effondrement monolithique. Dans ce premier scénario, le gaz s'effondrerait gravitationnellement dans un halo de matière noire et se transformerait très rapidement en étoiles (avant que le gaz ne se retrouve sous la forme d'un disque) aux alentours de $z \sim 2 - 3$. Puis le système évoluerait passivement jusqu'à aujourd'hui.

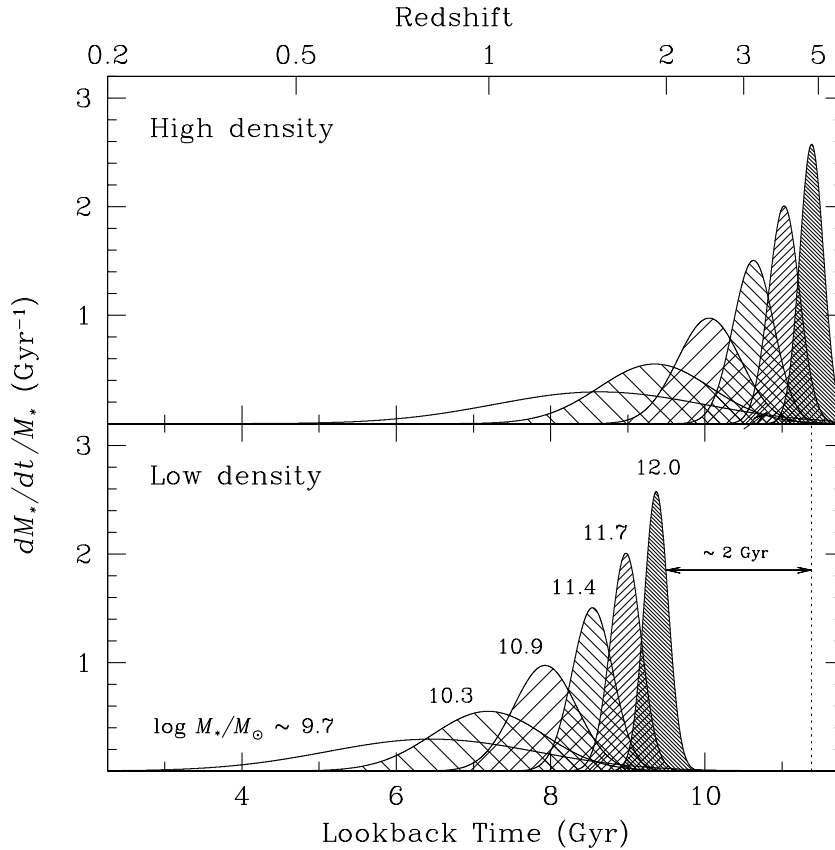


FIGURE 1.28 – Scénarios d’histoire de formation stellaire pour des galaxies de type précoce de différentes masses vivant dans des environnements denses (en haut) et peu denses (en bas) (figure extraite de Thomas *et al.*, 2005). Les galaxies les plus massives forment leur étoiles plus rapidement et plus tôt dans l’histoire de l’Univers.

Fusions. Dans ce deuxième scénario, de type hiérarchique, les étoiles seraient formées auparavant dans des systèmes plus petits et des fusions successives de petites galaxies aboutiraient à la formation d’une galaxie elliptique massive. Le cas d’une fusion majeure entre deux disques produirait aussi une galaxie elliptique. Des simulations du scénario hiérarchique dans le contexte du modèle Λ CDM (De Lucia *et al.*, 2006; Naab *et al.*, 2007) ont montré que ce scénario pouvait naturellement rendre compte des propriétés observées des galaxies elliptiques.

1.4.3 Évolution des galaxies dans leur environnement

Finalement, les deux processus formation et évolution sont intrinsèquement liés : d’une certaine façon, les galaxies se forment toujours aujourd’hui. Dans cette section, je vais détailler les mécanismes d’évolution des galaxies liés à l’environnement.

Accrétion de gaz

L'accrétion de gaz est un processus fondamental qui permet aux galaxies de former des étoiles en continu, sans quoi leur réservoir de gaz s'épuiserait et la formation d'étoiles cesserait. Comme je l'ai évoqué précédemment, le gaz diffus et froid s'effondre dans les puits de potentiel formés par les halos de matière noire à une vitesse supersonique. Dans ce cas, un choc d'accrétion peut se former au niveau du rayon du Viriel et chauffer le gaz, l'empêchant de tomber. Birnboim et Dekel (2003) et Dekel et Birnboim (2006) ont montré qu'un tel choc ne peut être stable pour des halos de matière noire en dessous d'une masse critique $M \sim 10^{12} M_{\odot}$. Ils soulignent ainsi l'existence de deux modes d'accrétion :

- le mode d'accrétion froid : pour des halos avec $M_h < 10^{12} M_{\odot}$, le gaz n'est pas chauffé et pénètre directement au sein du halo en un temps égal au temps de chute libre,
- le mode d'accrétion chaud : pour les halos plus massifs avec $M_h > 10^{12} M_{\odot}$, le gaz tombant est chauffé par le choc ($T \sim 10^6$ K) puis refroidi radiativement avant de tomber de nouveau au centre du halo.

Ils ont également prévu que les halos plus massifs à haut redshift pouvaient être nourris par des courants de gaz suffisamment dense et froid (mode d'accrétion froid) car le temps de refroidissement était alors assez court pour laisser le gaz pénétrer dans les halos massifs (voir partie gauche de la figure 1.29).

Les simulations cosmologiques avec de la matière noire et des baryons ont confirmées ces résultats (Kereš *et al.*, 2005; Ocvirk *et al.*, 2008; Kereš *et al.*, 2009; Dekel *et al.*, 2009a). La partie droite de la figure 1.29 montre un exemple de simulation de halo massif et chaud pénétré par des courants de gaz dense et froid. Kereš *et al.* (2009) trouvent même qu'il s'agit du mode d'accrétion de gaz dominant à haut redshift. Cependant, les courants de gaz froid n'ont encore jamais été observés directement. Il ont au départ été évoqués pour expliquer le taux de formation stellaire mesuré trop élevé par rapport au taux de fusions de galaxie observé.

Les précédentes simulations n'avaient pas assez de résolutions pour voir la façon dont le gaz froid et le disque de la galaxie centrale interagissaient. Les récentes simulations à haute résolution comme celles de Agertz *et al.* (2009), illustrées par la figure 1.30, ont montré que les courants de gaz froid peuvent directement pénétrer dans la galaxie par les bords du disque et nourrir efficacement la galaxie en gaz.

Histoire de fusions

Dans le scénario hiérarchique, les halos de matière noire fusionnent entre eux pour former des halos de plus en plus massifs. Les galaxies résidentes dans ces halos peuvent aussi interagir et fusionner lors de telles rencontres.

On distingue deux types de fusions : les fusions majeures avec un rapport 1:1 à 1:4 entre la masse des deux galaxies en interaction, et les fusions mineures ayant

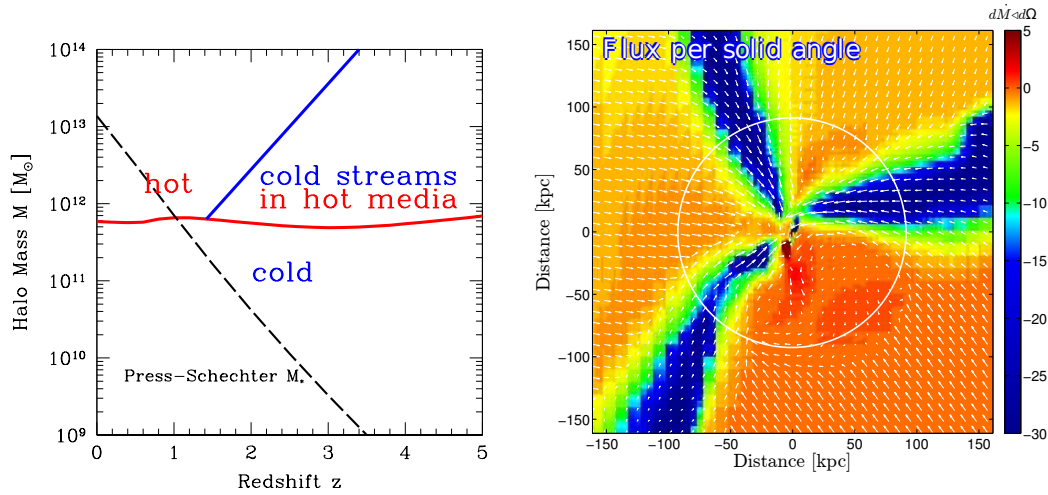


FIGURE 1.29 – Accrétion de gaz par des courants froids : À *gauche* : les différents modes d'accrétion de gaz en fonction du redshift et de la masse du halo. En dessous de la masse critique de $10^{12} M_\odot$, le mode d'accrétion froid se produit ; au dessus de cette masse, le mode d'accrétion froid n'existe qu'à haut redshift. À *droite* : exemple de simulation dans laquelle une galaxie est nourrie par des filaments de gaz froid qui pénètrent efficacement dans le halo chaud. Figures extraites de Dekel *et al.* (2009a).

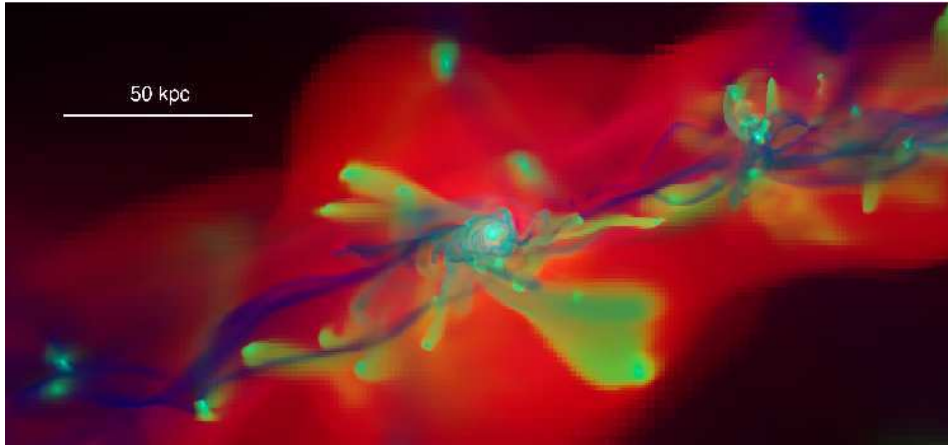


FIGURE 1.30 – Galaxie à $z \sim 3$ nourrie par des filaments issue d'une simulation numérique à haute résolution de Agertz *et al.* (2009). En rouge est représentée la température du gaz, en vert les métaux et en bleu la densité. Les courants de gaz froid (en bleu) pénètrent directement la galaxie sur le bord du disque.

des rapports de masse plus grands⁴. Les effets de tels événements diffèrent avec le rapport des masses, bien que toute interaction va produire des effets de marée qui peuvent engendrer des structures particulières comme des ponts, des queues, des anneaux, des coquilles, caractéristiques d'interactions dynamiques (voir des exemples

4. Les définitions peuvent légèrement varier d'une étude à l'autre.

d'interactions et de fusions sur la figure 1.31).

Les fusions majeures de deux galaxies spirales de masse comparable conduisent à la destruction des disques progéniteurs et à la formation d'une galaxie de type précoce, ce qui a été observé dans les simulations numériques (Naab et Burkert, 2003; Bournaud *et al.*, 2005; Cox *et al.*, 2006; Bournaud *et al.*, 2008b). Les fusions de rapport 1:3 à 1:4 produisent plutôt des elliptiques ayant des isophotes dites *disky* alors que des fusions de rapport 1:1 peuvent engendrer des elliptiques aux isophotes dites *boxy* aussi bien que *disky* (Naab et Burkert, 2003; Bournaud *et al.*, 2005). Springel et Hernquist (2005) ont aussi montré avec des simulations numériques qu'une fusion majeure de deux spirales riches en gaz pouvait aboutir à la formation d'une galaxie à disque. Lors de telles interactions, le taux de formation stellaire peut atteindre des valeurs très élevées comme on peut le voir sur la figure 1.32, extraite de Springel et Hernquist (2005). Dans ce cas, on observe deux pics de formation stellaire : le premier correspond à un premier passage proche et le second à la fusion des deux galaxies. Hammer *et al.* (2005) ont proposé un scénario de reconstruction de galaxies spirales à la suite d'une fusion majeure. Cette dernière génère une galaxie compacte qui, nourrie par des courants de gaz froids, peut reformer une nouvelle composante comme un disque autour du bulbe formé par la fusion.

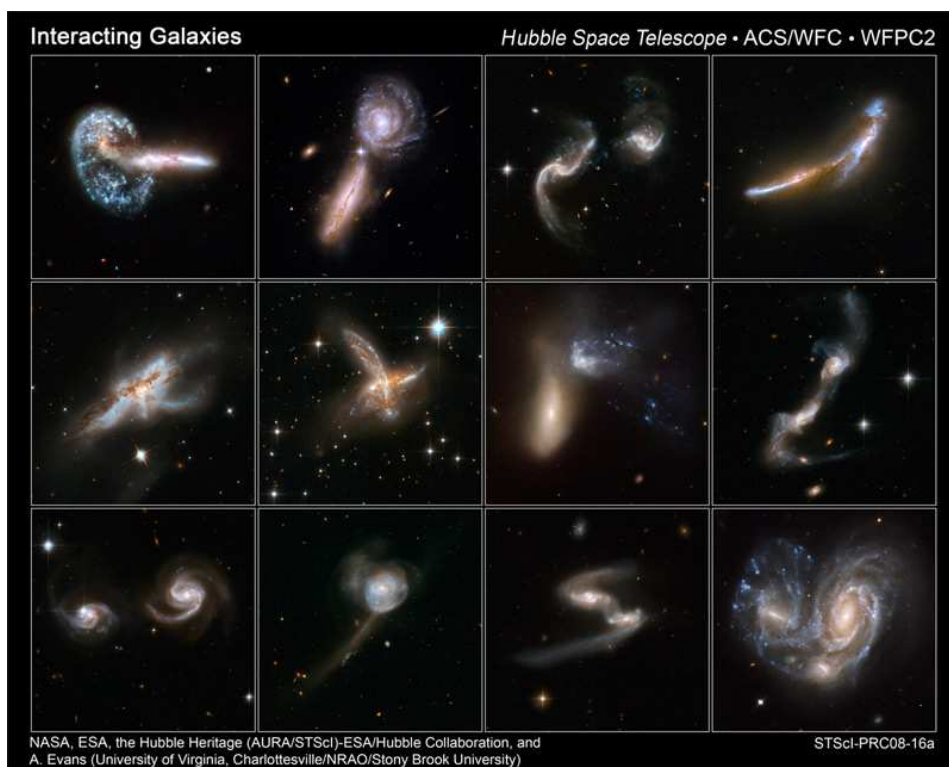


FIGURE 1.31 – Exemple de galaxies en interaction dans différentes configurations et à des stades d'évolution différents : on observe des effets de marée induits par l'interaction. Images du télescope spatial Hubble.

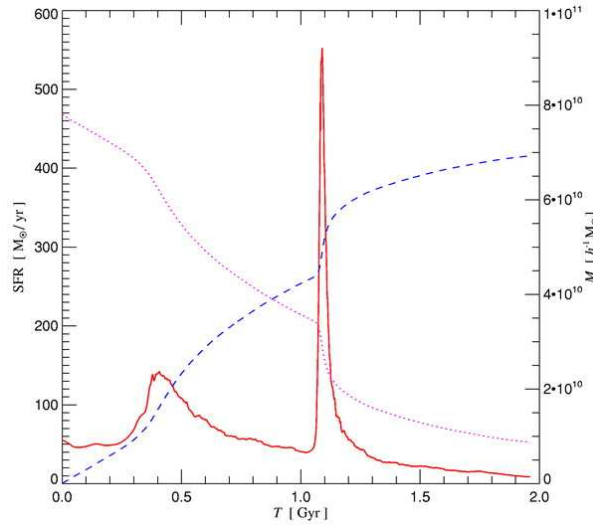


FIGURE 1.32 – Taux de formation stellaire en fonction du temps au cours d’une fusion entre deux galaxies spirales riches en gaz : la ligne pleine correspond au SFR, la ligne en pointillés à l’évolution de la masse de gaz, et la ligne en tirets à l’évolution de la masse d’étoiles (Springel et Hernquist, 2005).

Les fusions mineures ont des conséquences moins dramatiques. Les fusions ayant des rapports de 1:4 à 1:10 conservent les disques et transforment une galaxie spirale en une galaxie lenticulaire (Bournaud *et al.*, 2004). Les fusions de rapport encore plus grand conduisent à des transformations au sein de la galaxie dominante : l’interaction augmentant la vitesse de dispersion des étoiles, les disques peuvent s’épaissir et s’agrandir (Toth et Ostriker, 1992; Walker *et al.*, 1996). Les fusions mineures peuvent aussi participer à la croissance du bulbe (Bournaud *et al.*, 2005).

Les fusions ne sont pas si fréquentes dans l’histoire de l’Univers. Le taux de fusions est, en outre, difficile à estimer via les observations ; il faut compter le nombre de galaxies en interaction soit en regardant leur morphologie perturbée et des signatures de fusion, soit en comptant des paires de galaxies proches et convertir ce nombre en taux de fusion. Typiquement, plusieurs études montrent que la fraction de fusion varie avec le redshift comme $(1+z)^m$, m ayant des valeurs comprises entre 2 et 4, qui dépendent des méthodes de mesure utilisées (e.g. Le Fèvre *et al.*, 2000; Patton *et al.*, 2002). On peut aussi déterminer les taux de fusions dans les simulations numériques avec différentes méthodes. Stewart *et al.* (2008), par exemple, ont montré que durant les 10 derniers milliards d’années, $\sim 90\%$ des galaxies de $10^{12} M_\odot$ ont subi une fusion avec une galaxies de 0,05 fois leur masse et que $\sim 40\%$ avaient eu une fusion avec une galaxie de 0,2 fois leur masse.

Évolution dans un environnement dense

Dans les environnements denses, amas et groupes, on observe des mécanismes d’évolution spécifiques tels que :

- Le *ram-pressure stripping* (Abadi *et al.*, 1999; Vollmer *et al.*, 2000; Book et Benson, 2010). Ce processus dépouille la galaxie de son gaz par friction dynamique, la galaxie se déplaçant de le milieu chaud intra-amas.
- Le phénomène de *harassment* de galaxie (Moore *et al.*, 1996, 1998), un phénomène fréquent dans les amas où les galaxies se déplacent relativement vite les unes par rapport aux autres. Les interactions, sans fusion, y sont fréquentes et peuvent arracher des étoiles aux galaxies et produire des structures comme des queues de marée, des naines de marée, des flambées de formation stellaire.
- La suppression de l'apport en gaz froid (*starvation* en anglais) (Larson *et al.*, 1980; Balogh *et al.*, 2000; Boselli *et al.*, 2006). Les amas sont un milieu où le gaz est chaud, ce qui coupe les galaxies de leur apport en gaz et finit par épuiser leur réserve.

1.4.4 Mécanismes d'évolution séculaire interne

L'environnement joue un grand rôle dans l'évolution des galaxies. Cependant, des mécanismes internes sont aussi à l'œuvre pour modifier leurs propriétés intrinsèques (morphologie, couleur, masse, taille...).

Instabilités gravitationnelles des disques

Les instabilités gravitationnelles peuvent mener à la formation de barres et de pseudo-bulbes et participer à l'épaississement du disque, en particulier, à haut redshift où les galaxies plus riches en gaz sont plus instables.

Un disque de galaxie en rotation est proche d'un système à l'équilibre où la gravitation compense la pression thermique et turbulente ainsi que la rotation. La théorie des ondes de densité introduite par Lin et Shu (1964) explique la formation des bras spiraux observés dans les disques des galaxies. En outre, la stabilité locale d'un disque mince en rotation a été étudiée par Toomre (1964). À petite échelle, le gaz est stabilisé par ses mouvements aléatoires qui équivalent à la pression, et les régions de tailles plus petites que la longueur de Jeans λ_J sont stables. À grande échelle, la rotation différentielle du disque contre-balance la gravitation et les régions plus grandes que la longueur de Toomre λ_T sont stables. Ainsi, toutes les échelles entre λ_J et λ_T sont instables à moins que $\lambda_J = \lambda_T$. Ces deux longueurs caractéristiques se dérivent de la relation de dispersion d'un disque mince de gaz en rotation autogravitant (Binney et Tremaine, 1987) :

$$\omega^2 = \kappa^2 + c_s^2 k^2 - 2\pi G \Sigma |k|, \quad (1.14)$$

où Σ est la densité surfacique, c_s est la vitesse du son dans le fluide et κ est la fréquence épicyclique qui correspond à la fréquence à laquelle un élément de fluide oscille radialement dans le disque. Dans le cas d'un disque képlerien, $\kappa = \Omega$.

Si on suppose que le disque n'est pas en rotation, $\kappa = 0$, et l'instabilité de Jeans

apparaît lorsque :

$$|k| < k_J = \frac{2\pi G\Sigma}{c_s^2} = \frac{2\pi}{\lambda_J} \Rightarrow \lambda > \lambda_J = \frac{c_s^2}{G\Sigma}. \quad (1.15)$$

Les petites échelles sont stables quand la pression thermique domine l'auto-gravité du disque.

À l'inverse, les grandes échelles sont stables quand la rotation domine l'auto-gravité d'un disque froid ($c_s = 0$), et l'instabilité de Toomre se produit quand :

$$|k| > k_T = \frac{\kappa^2}{2\pi G\Sigma} = \frac{2\pi}{\lambda_T} \Rightarrow \lambda < \lambda_T = \frac{4\pi^2 G\Sigma}{\kappa^2}. \quad (1.16)$$

Revenons à la relation de dispersion qui prend en compte les deux forces (pression et rotation). Le disque est instable quand $\omega^2 < 0$ où, dans ce cas, les perturbations croissent exponentiellement. La condition de stabilité correspond au cas où $\omega = 0$, et elle est donnée par le critère de Toomre (1964) :

$$Q_g = \frac{c_s \kappa}{\pi G\Sigma}. \quad (1.17)$$

Si $Q_g > 1$, le disque est stable et des instabilités axisymétriques peuvent croître.

Un critère similaire a été proposé par Toomre (1964) pour un disque d'étoile dont la stabilité est requise par :

$$Q_\star = \frac{\sigma_\star \kappa}{3,36 G\Sigma_\star} > 1, \quad (1.18)$$

où σ_\star , la vitesse de dispersion des étoiles, joue le même rôle stabilisateur que la pression thermique du gaz.

Dans la réalité, les disques de galaxie contiennent à la fois du gaz et des étoiles, ce qui rend plus instable le disque de gaz, les étoiles s'ajoutant à l'auto-gravité du disque. Un critère de Toomre effectif combinant la présence des étoiles et du gaz a ainsi été calculé (Jog et Solomon, 1984; Elmegreen, 1995; Rafikov, 2001). Il est défini par :

$$\frac{1}{Q_{\text{eff}}} = \frac{2}{Q_\star} \frac{q}{1+q^2} + \frac{2}{Q_g} \frac{Rq}{1+R^2q^2} > 1, \quad (1.19)$$

avec $R = c_s/\sigma_\star$ et $q = k\sigma_\star/\kappa$. Dans une galaxie spirale, ces coefficients sont de l'ordre de l'unité.

La formation des barres, très fréquentes dans les galaxies spirales, est due à des instabilités non axisymétriques mais un mécanisme pour maintenir ou reformer les barres est nécessaire car ces dernières sont facilement détruites (Norman *et al.*, 1996; Bournaud et Combes, 2002; Athanassoula *et al.*, 2012). Combes *et al.* (1990) ont montré que la présence d'une barre pouvait permettre la formation d'un pseudo-bulbe, en forme de boîte ou de cacahuète, les étoiles du disque pouvant être dispersées ver-

ticalement par résonance avec la barre. De façon plus dramatique, la présence d'une barre peut détruire le disque comme le suggère Kormendy et Kennicutt (2004) en redistribuant efficacement la masse et le moment cinétique pour mener à la formation d'une concentration de masse centrale ressemblant aux produits de fusion.

Les violentes instabilités gravitationnelles qui peuvent se développer dans les disques riches en gaz à haut redshift sont un autre mécanisme pour expliquer la formation des bulbes. À partir de simulations numériques, Noguchi (1999); Immeli *et al.* (2004); Bournaud *et al.* (2007) ont montré qu'un disque riche en gaz se fragmente en de gros *clumps* comme on les observe à haut redshift dans les galaxies *clumpy*. Une fois formés par instabilités gravitationnelles, ces *clumps* migrent au centre de la galaxie par friction dynamique et fusionnent pour former un bulbe (Bournaud *et al.*, 2007; Elmegreen *et al.*, 2008).

Feedback

Le *feedback*⁵ est un autre mécanisme interne qui influence l'évolution des galaxies. Les sources de *feedback* sont multiples : les vents stellaires des étoiles massives (Chiosi et Maeder, 1986), les supernovæ (Efstathiou, 2000), les noyau actifs de galaxies (Silk et Rees, 1998; Merloni et Heinz, 2008). Toutes ces sources ont, cependant, le même effet global : injecter de l'énergie dans le milieu interstellaire, ce qui va entraîner une régulation de la formation stellaire. L'énergie injectée peut chauffer le gaz et empêcher la formation stellaire. Elle est aussi susceptible de détruire des nuages de formation d'étoiles (Murray *et al.*, 2010). Le *feedback* peut finalement avoir un effet positif dans le cas où le gaz expulsé par les AGNs retombe dans la galaxie et se ré-accrète pour former des étoiles, et aussi dans le cas où les ondes de choc dues aux supernovæ compressent le gaz alentour et déclenchent la formation stellaire.

Des processus comme le *feedback* des AGNs ont été proposés pour vider une galaxie elliptique de son gaz et arrêter la formation stellaire (voir par exemple Granato *et al.*, 2004) ce qui rendrait la galaxie rouge en 1 à 2 milliards d'années.

1.4.5 Résumé

Finalement, l'évolution des galaxies est un phénomène complexe, faisant intervenir de nombreux mécanismes qui peuvent interagir les uns avec les autres. À partir de là, il devient difficile d'évaluer quels sont les impacts réels des uns et des autres. Le schéma de la figure 1.33, adapté de Kormendy et Kennicutt (2004), tente de résumer le tableau de l'évolution des galaxies et les interactions entre les mécanismes d'évolution liés à l'environnement et les mécanismes internes. Il existe à la fois des mécanismes d'évolution ayant des temps caractéristiques rapides comme l'effondrement monolithique du gaz au sein des halos de matière noire et les fusion de galaxies, et des

5. La meilleure traduction française serait le terme « rétroaction », néanmoins on emploie la plupart du temps le terme anglais.

mécanismes aux temps caractéristiques grands comme ceux liés à l'évolution séculaire interne (instabilités gravitationnelles, bras spiraux...) ou ceux liés à l'environnement tels les courants de gaz froids, le *ram-pressure stripping* ou le *harassment* de galaxie. Tous ces mécanismes participent néanmoins à la formation stellaire, au recyclage du gaz et à l'enrichissement en métaux des galaxies.

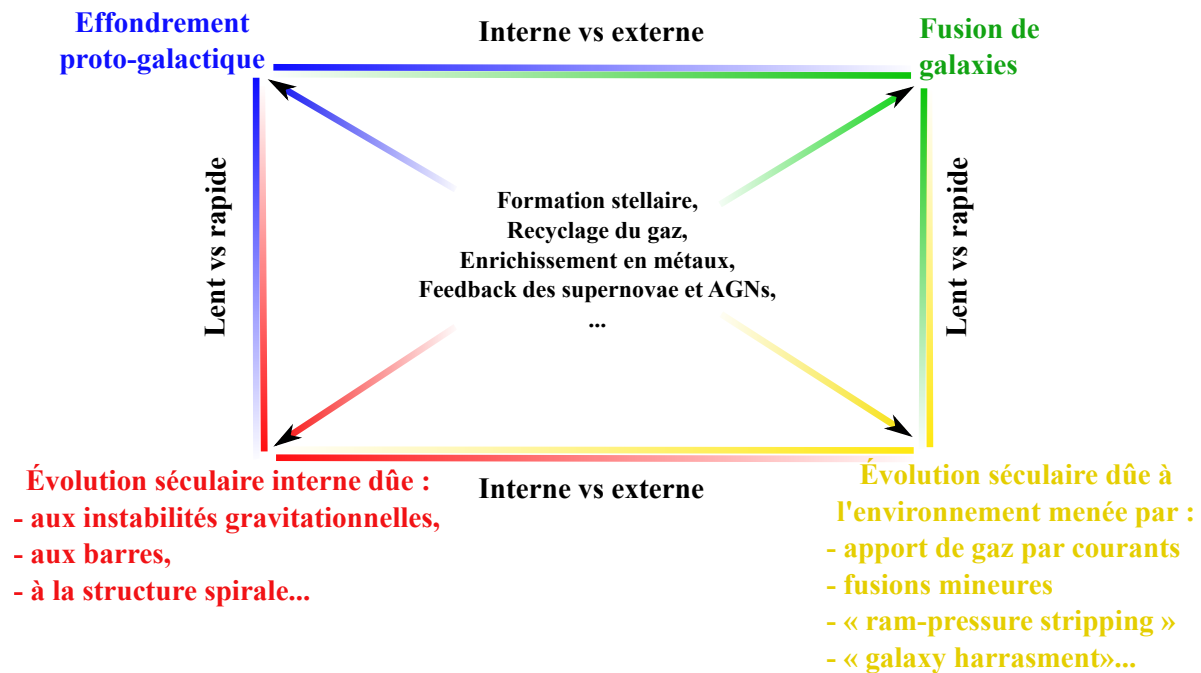


FIGURE 1.33 – Schéma récapitulant les processus de formation et d'évolution des galaxies et leurs interactions (adapté de Kormendy et Kennicutt, 2004).

Chapitre 2

Motivations pour l'étude de la relation masse-taille

Sommaire

1.1	Un brin d'histoire et une problématique	15
1.2	États des lieux sur les galaxies	16
1.2.1	Définition : qu'est-ce qu'une galaxie ?	16
1.2.2	Morphologie des galaxies	17
1.2.3	Notions sur la formation stellaire à l'échelle galactique	24
1.2.4	Relations d'échelle	29
1.2.5	Propriétés statistiques des galaxies	32
1.2.6	Masse stellaire	36
1.3	Les galaxies et leur environnement	38
1.3.1	Le contexte cosmologique	39
1.3.2	Distribution spatiale des galaxies	42
1.3.3	Propriétés observationnelles des galaxies dans les amas	43
1.4	Les mécanismes de formation et d'évolution	49
1.4.1	Simulations numériques et modèles semi-analytiques	49
1.4.2	Formation des premières galaxies	51
1.4.3	Évolution des galaxies dans leur environnement	52
1.4.4	Mécanismes d'évolution séculaire interne	57
1.4.5	Résumé	59

Nous avons vu dans le chapitre précédent que la formation et l'évolution des galaxies sont encore loin d'être comprises dans les détails. Le point particulier qui nous intéresse dans cette thèse est l'évolution des galaxies passives de type précoce, qui englobent les galaxies elliptiques et lenticulaires. Depuis quelques années, l'étude de la relation masse-taille de ces galaxies a soulevé certaines questions sur leurs formation

et évolution. On observe en effet, dans l'Univers lointain, des galaxies de type précoce passives et déjà très massives ayant des tailles plus petites que leur équivalent dans l'Univers local. Autrement dit, à masse stellaire fixée, des galaxies de type précoce à haut redshift sont plus compactes qu'à bas redshift. Comment ces galaxies passives augmentent-elles en taille ? Comment se fait-il que l'on n'observe pas de galaxies compactes à bas redshift ? Telles sont les questions soulevées qui conduisent aujourd'hui à une recherche très active pour comprendre l'évolution de tels objets.

2.1 Relation masse-taille et évolution en taille des galaxies passives de type précoce

Il est important de souligner le grand nombre d'études préalables à la nôtre. Cependant, il est aujourd'hui quasi impossible de pouvoir les comparer entre elles. Même si toutes analysent la relation masse-taille, les critères de sélection des galaxies ainsi que les méthodes employées pour estimer la taille et la masse diffèrent. Mais la tendance dans les résultats reste la même ; c'est pourquoi on s'accorde à dire qu'il existe bel et bien des galaxies très compactes dans l'Univers lointain. Lorsque nous parlons de galaxies passives de type précoce, nous entendons des galaxies rouges sans (ou avec très peu) de formation stellaire avec un type morphologique elliptique ou lenticulaire alors que d'autres se restreignent à des galaxies sans signe de formation stellaire et/ou avec un indice de Sersic supérieur à 2,5, ce qui complique les comparaisons des différents travaux.

2.1.1 La relation masse-taille

La relation masse-taille est une relation d'échelle qui relie la masse stellaire, indirectement reliée la luminosité d'une galaxie, à son rayon. L'existence d'une faible dispersion autour de cette relation montre que les galaxies ne s'assemblent pas de façon complètement désordonnée et que plus une galaxie est massive, plus elle est grande. L'existence de relations différentes pour les galaxies de type tardif et les galaxies de type précoce signifie aussi que ces deux types de galaxies ne s'assemblent pas de la même façon.

Dans l'univers local

Shen *et al.* (2003) ont été les premiers à établir une relation masse-taille dans l'Univers local ($0 < z < 0,3$) en utilisant les $1,4 \times 10^5$ galaxies du SDSS (York *et al.*, 2000). Le relevé SDSS est un des grands relevés de galaxies dans l'Univers local du XXI^e siècle qui couvre $\sim 12\,000$ degrés carrés. Dans cette étude, la séparation entre les galaxies de type précoce et les galaxies de type tardif est faite avec la valeur de l'indice de Sersic : si $n > 2,5$, il s'agit d'un type précoce et si $n \leq 2,5$, il s'agit d'un type tardif.

La figure 2.1 montre leurs principaux résultats : la relation masse-taille locale dans le graphe du haut et la dispersion $\sigma_{\ln R_e}$ autour de cette relation dans le graphe du bas. Les triangles bleus représentent les galaxies avec $n > 2,5$ et les carrés rouges, celles avec $n < 2,5$. La dispersion autour de la relation locale est faible et suit la courbe :

$$\sigma_{\ln R_e} = 0,34 + \frac{0,13}{1 + (M/M_\odot)^2}. \quad (2.1)$$

De nombreuses études à plus haut redshift comparent leurs résultats à la relation masse-taille locale de Shen *et al.* (2003). On peut écrire cette relation pour les galaxies de type précoce de la façon suivante :

$$R_e(\text{kpc}) = b \left(\frac{M}{M_\odot} \right)^a, \quad (2.2)$$

avec $a = 0,56$ et $b = 2,88 \times 10^{-6}$.

Plus récemment, Valentinuzzi *et al.* (2010a) ont établi une nouvelle relation locale ($0,04 < z < 0,07$) dans un environnement plus dense que le champ avec des galaxies passives d'amas extraites du WINGS (pour *WIde-field Nearby Galaxy-cluster Survey*, Fasano *et al.*, 2006).

La même année, Bernardi *et al.* (2010) ont de nouveau mesuré la relation masse-taille sur le SDSS en utilisant un échantillon de galaxies elliptiques.

À plus haut redshift

De nombreuses études similaires à celle de Shen *et al.* (2003) ont été réalisées à plus haut redshift (Daddi *et al.*, 2005; di Serego Alighieri *et al.*, 2005; Trujillo *et al.*, 2006b,a; Longhetti *et al.*, 2007; Cimatti *et al.*, 2008, 2012; Franx *et al.*, 2008; van der Wel *et al.*, 2008; van Dokkum *et al.*, 2008; McGrath *et al.*, 2008; Toft *et al.*, 2009; Saracco *et al.*, 2009, 2011; Damjanov *et al.*, 2009, 2011; Newman *et al.*, 2010, 2012; Onodera *et al.*, 2010; Rettura *et al.*, 2010; Williams *et al.*, 2010; Szomoru *et al.*, 2012; Whitaker *et al.*, 2012; Ryan *et al.*, 2012, et références incluses).

Parmi les premiers, Daddi *et al.* (2005) ont montré dans le champ très profond de Hubble (UDF, pour *Ultra Deep Field*) qu'environ la moitié des galaxies de type précoce avaient un rayon effectif inférieur à 1 kpc. La figure 2.2 extraite de Cimatti *et al.* (2012) montre la relation masse-taille pour trois intervalles de redshift différents comparée à la relation locale de Shen *et al.* (2003). On constate que la relation masse-taille à plus haut redshift est sous la relation locale et que la dispersion autour de cette relation est plus importante.

Quelque soit les critères de sélection (galaxies passives, galaxies passives de type précoce, galaxies passives avec $n > 2.5...$), toutes ces études arrivent à la même conclusion : à masse fixée, les galaxies de type précoce ont un rayon effectif 2 à 5 fois plus petit que leur équivalent dans l'Univers local. À haut redshift, on trouve

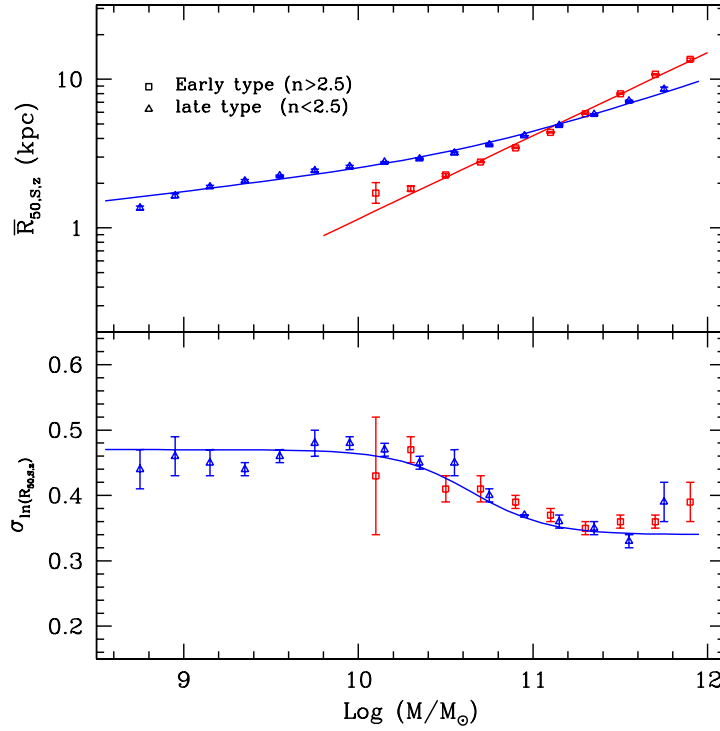


FIGURE 2.1 – Relation masse-taille (figure du haut) et dispersion autour de cette relation (figure du bas) dans l’Univers local de Shen *et al.* (2003). Les triangles bleus représentent les galaxies de type tardif (définies avec un indice de Sersic $n < 2,5$), et les carrés rouges aux galaxies de type précoce ($n > 2,5$). Les lignes solides correspondent aux ajustements des relations $\bar{R} - M$ et $\sigma_{\ln R} - M$. Les deux types de galaxies n’ont pas la même relation masse-taille mais on a une dispersion similaire autour de leur relation.

donc des galaxies bien plus compactes que dans l’Univers actuel.

Cependant, l’estimation photométrique des masses peut être biaisée par les modèles de populations stellaires utilisés et donc remettre en question l’existence de telles galaxies compactes. Or, des mesures de masse dynamique, plus fiables, (Cenarro et Trujillo, 2009; Cappellari *et al.*, 2009; van de Sande *et al.*, 2011; Toft *et al.*, 2012) ont permis de confirmer la nature compacte des galaxies à haut redshift. La masse dynamique est obtenue à partir de la vitesse de dispersion des étoiles dans la galaxie avec la relation : $M_{dyn} = \beta(n)\sigma^2 r_e / G$ où $\beta(n) = 8,87 - 0,831n + 0,0241n^2$ est une expression analytique qui dépend de l’indice de Sersic n et a une valeur ~ 5 , comme décrit dans Cappellari *et al.* (2006). Une des premières mesures faite par van Dokkum *et al.* (2009) à haut redshift ($z = 2,186$) a donné une vitesse de dispersion autour de $\sigma \sim 500 \text{ km.s}^{-1}$, qui équivaut à une masse dynamique de $\sim 2 \times 10^{11} M_\odot$ pour une galaxie ayant un rayon effectif de $\sim 0,8 \text{ kpc}$. van de Sande *et al.* (2011) ont étudié plus récemment une galaxie massive à $z \sim 1,8$ ayant un rayon effectif de $\sim 1,6 \text{ kpc}$. Ils ont mesuré la vitesse de dispersion de la galaxie à l’aide du spectre, et trouvé une valeur $\sigma \sim 300 \text{ km.s}^{-1}$, ce qui donne une masse dynamique de $\sim 1,7 \times 10^{11} M_\odot$.

La figure 2.3 illustre ces résultats : les points issus des mesures dynamiques à haut redshift sont superposés à la relation masse-taille locale.

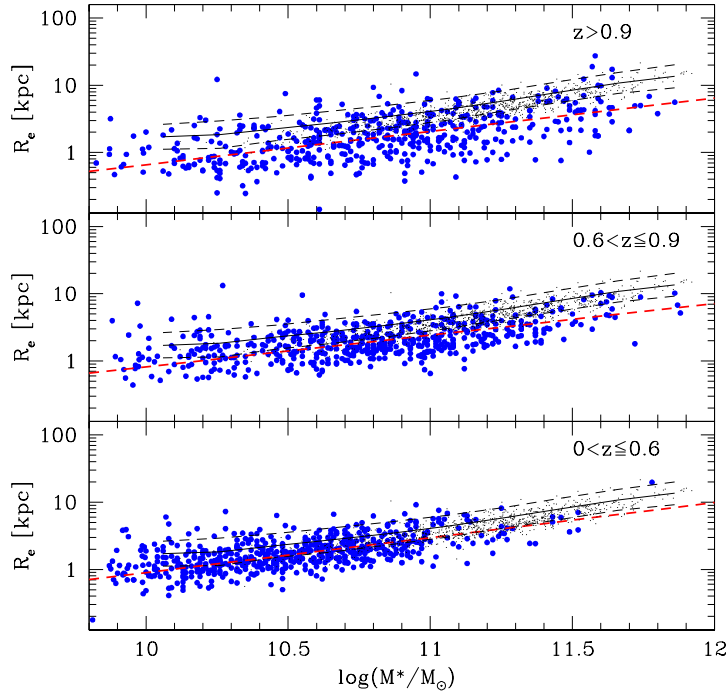


FIGURE 2.2 – Relation masse-taille à redshift plus élevé que $z = 0$ (extrait de Cimatti *et al.*, 2012) comparé à l’univers local (relation de Shen *et al.*, 2003, en noir). Les lignes rouges correspondent au meilleur ajustement de la relation $R_e \propto M^\alpha$.

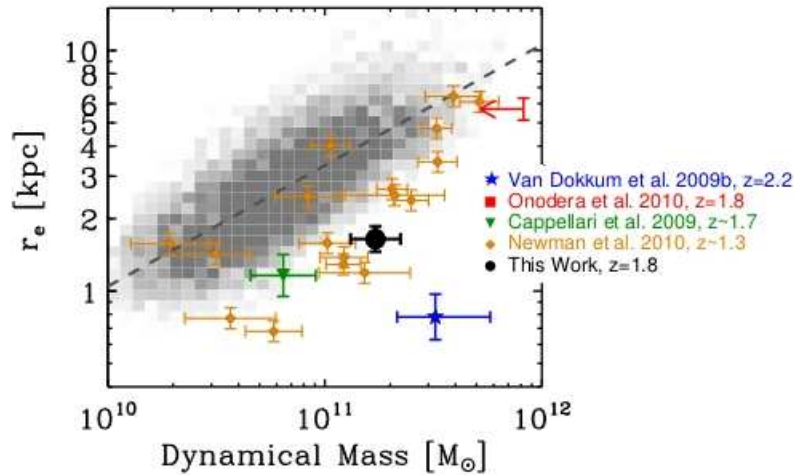


FIGURE 2.3 – Relation masse-taille avec les points issus des mesures de masses dynamiques à haut redshift (van de Sande *et al.*, 2011). La région grisée représente les galaxies passives à bas redshift issues du SDSS.

Des galaxies compactes à $z \sim 0$ et des galaxies normales à plus haut redshift

S'il existe des galaxies massives compactes à haut redshift, il paraîtrait normal d'en retrouver dans l'Univers local si l'on suppose que les galaxies se forment de la même façon dans l'Univers local qu'à haut redshift. Or, la question aujourd'hui n'est toujours pas tranchée. Trujillo *et al.* (2009) ont cherché ce type de galaxies dans le SDSS DR6 en se restreignant aux galaxies avec $M > 8 \times 10^{10} M_{\odot}$ à $0 < z < 0,2$ et n'ont trouvé que 0,03% de galaxies compactes similaires à celles trouvées à plus haut redshift. Ferré-Mateu *et al.* (2012) ont étudié plus en détail un échantillon de galaxies massives compactes de l'Univers local détectées par Trujillo *et al.* (2009) et ont montré que ces galaxies sont jeunes (avec un âge ≤ 2 Gyr), avec une métallicité solaire ou plus élevée, présentent une forme allongée et sont en rotation rapide. Cela suggère que ces galaxies ont subi récemment un pic important de formation stellaire, qui leur a permis d'acquérir une grande partie de leur masse.

En recherchant ce type de galaxies dans le SDSS DR7, Taylor *et al.* (2010) soulignent le problème d'incomplétude du relevé qui exclut les objets à brillance de surface élevée, ce qui, en plus des étoiles, pourrait exclure des galaxies compactes à bas redshift.

Dans le relevé WINGS, Valentinuzzi *et al.* (2010a) ont trouvé $\sim 20\%$ de galaxies super-denses dans les amas locaux. Mais le rapport de taille entre les galaxies super-denses et les galaxies « normales » n'est que d'un facteur deux alors qu'il peut aller jusqu'à 5 pour les galaxies à haut redshift (van Dokkum *et al.*, 2008). Poggianti *et al.* (2012), quant à eux, ont analysé les galaxies de champ du PM2GC (pour *Padova-Millennium Galaxy and Group Catalogue*, Calvi *et al.*, 2011) et ont trouvé 4,4% de galaxies surper-denses dans leur échantillon. Les galaxies massives et compactes semblent donc extrêmement rares dans l'Univers local. Les galaxies compactes détectées à haut redshift doivent alors subir de grandes modifications pour venir sur la relation masse-taille locale à $z = 0$.

À l'inverse, on trouve aussi à haut redshift des galaxies massives de taille normale, c'est-à-dire qui tombent sur la relation locale. C'est ce que rapportent les études de McGrath *et al.* (2008); Mancini *et al.* (2010) et Saracco *et al.* (2009, 2010). Mancini *et al.* (2010) ont par exemple observé 12 ETGs très massives à $1,4 < z < 1,7$ ayant un rayon effectif comparable aux galaxies elliptiques locales. De même, Onodera *et al.* (2010) ont détecté une galaxie elliptique très massive à $z = 1,82$ qui possède des propriétés similaires à celles des galaxies locales. De façon intéressante, ces galaxies semblent plus jeunes que leurs congénères compactes (Saracco *et al.*, 2009, 2010).

2.1.2 L'évolution en taille

Maintenant que nous avons vu que les galaxies passives de type précoce étaient dans le passé plus compactes qu'aujourd'hui, regardons comment se traduit l'évolution de la taille de ces galaxies dans le temps.

On trouve plusieurs études dans la littérature qui ont établi l'évolution en taille

des galaxies passives de type précoce. Globalement, on observe une évolution qui suit une loi en $(1+z)^\alpha$, où α varie entre -0.6 et -1.5 selon les cas (différences de sélection, Damjanov *et al.*, 2011; Oser *et al.*, 2012; Cimatti *et al.*, 2012; Newman *et al.*, 2012, et références incluses). La taille de ces galaxies augmente en moyenne d'un facteur ~ 2 depuis $z \sim 1$ (Trujillo *et al.*, 2007). Dans les cas les plus extrêmes, les galaxies peuvent croître d'un facteur ~ 5 depuis $z \sim 2$ (van Dokkum *et al.*, 2008).

La figure 2.4, extraite de Newman *et al.* (2012), montre l'évolution de galaxies passives et de galaxies formant des étoiles en fonction du temps de regard en arrière (à gauche) et en fonction du redshift (à droite pour les galaxies passives uniquement). Newman *et al.* (2012) ont étudié un échantillon de galaxies du relevé CANDELS (Grogin *et al.*, 2011; Koekemoer *et al.*, 2011). On observe une évolution plus forte de la taille au-delà de $z \sim 1$.

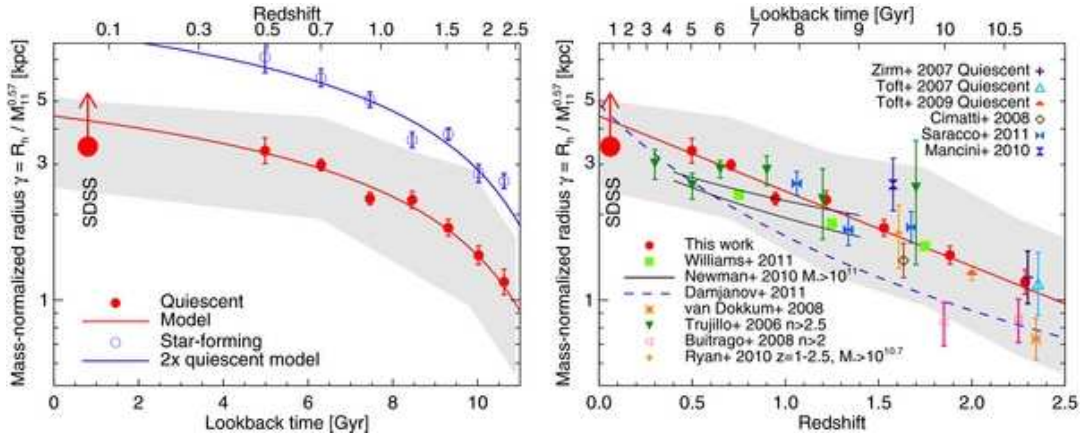


FIGURE 2.4 – Evolution en taille des galaxies. *Figure de gauche* : évolution de la moyenne du rayon effectif normalisé par la masse en fonction du temps de regard en arrière pour des galaxies passive (en rouge) et des galaxies formant des étoiles (en bleu). La zone grise correspond à la zone à 1σ de dispersion des galaxies passives. *Figure de droite* : évolution du rayon effectif en fonction du redshift comparée à d'autres estimations comme indiquée dans la légende. Figure extraite de Newman *et al.* (2012).

Huertas-Company *et al.* (2013) ont étudié les effets de sélection sur la relation masse-taille et l'évolution en taille en comparant trois sélections habituellement utilisées dans les autres travaux : une sélection de galaxies passives, une sélection de galaxies ayant un indice de Sersic $n > 2.5$ et une sélection de galaxies de type précoce. Les trois sélections ont la même coupure en masse et considèrent uniquement les galaxies de masse $\log(M/M_\odot > 10.5)$. Nous trouvons ainsi des ajustements à la relation masse-taille en accord à 1σ . Comme la sélection basée sur l'indice de Sersic contient une importante fraction de galaxies formant des étoiles, la dispersion autour de la relation masse-taille tend à augmenter. De la même façon, la dispersion autour de la relation masse-taille de la sélection d'ETGs est légèrement augmentée, peut être à cause de la présence de galaxies formant des étoiles dont le nombre a ten-

dance à croître avec le redshift (Huertas-Company *et al.*, 2010b). En outre, les différences entre les différentes sélections sont complètement négligeables sur l'évolution en taille ; cette évolution est en accord avec les récents résultats de Damjanov *et al.* (2011); Cimatti *et al.* (2012); Newman *et al.* (2012). Finalement, les différentes sélections trouvées dans la littérature mènent à des résultats similaires.

2.2 Explications possibles

Plusieurs explications peuvent intervenir pour rendre compte de l'existence et de l'évolution en taille des galaxies compactes. D'un côté, on trouve encore des biais observationnels et de l'autre, des modèles ont été établis pour expliquer la physique sous-jacente des observations.

2.2.1 Biais observationnels

Bien que l'existence de galaxies compactes à haut redshift semblent acquises, il reste toujours des biais de mesures possibles qu'il faut garder en mémoire lorsque l'on étudie la relation masse-taille et l'évolution en taille des galaxies de type précoce.

Biais dus à l'estimation des tailles

Le premier biais possible est dû à la mesure des tailles des galaxies qui pourraient être sous-estimées.

En effet, les images de galaxies à haut redshift peuvent avoir un faible rapport signal sur bruit. De ce fait, on peut perdre les parties externes des galaxies à plus faible luminosité et n'ajuster un profil de luminosité que sur le centre de la galaxie, ce qui minimise la taille. Cependant, Zirm *et al.* (2007) n'ont pas trouvé de composante étendue à faible brillance de surface en réalisant des empilements d'images.

Un autre aspect problématique est la longueur d'onde utilisée pour estimer la taille. Les galaxies de type précoce peuvent présenter un gradient de couleur : la région centrale peut être plus rouge que les bords (Peletier *et al.*, 1990). Ce gradient de couleur peut entraîner une dépendance de la taille avec la longueur d'onde d'observation utilisée pour la déterminer. Plusieurs auteurs ont déjà étudié la dépendance de la taille en fonction de la longueur d'onde d'observation à des redshifts $z > 1$ comme Trujillo *et al.* (2007); Buitrago *et al.* (2008) et Damjanov *et al.* (2009) et dans l'ensemble, ils trouvent des tailles légèrement plus petites ($\sim 5 - 10\%$) dans les bandes les plus rouges. Je discuterai dans le chapitre 4, l'estimation des tailles de notre échantillon dans 3 longueurs d'onde différentes (bandes z , i , et K).

Biais dus à la mesure des masses

En outre, l'estimation des masses des galaxies est un exercice complexe qui peut être source de biais de mesure. Il est possible que les masses soient sur-estimées.

Dans la plupart des études, les masses sont estimées par ajustement de la distribution spectrale d'énergie. Cette méthode, que je détaillerai dans le chapitre 4, dépend des modèles, modèles de populations stellaires, modèles d'évolution stellaire, ainsi que de l'histoire de la formation stellaire, du décalage spectral de la galaxie,... Le spectre d'une galaxie est en effet la somme des spectres des étoiles qui la composent, spectres qui eux-mêmes changent en fonction de l'âge, de la métallicité, de la masse de l'étoile. Une autre incertitude est liée à la fonction de masse initiale (IMF) qui définit le nombre d'étoiles se formant à une masse donnée, choisie pour modéliser la distribution spectrale d'énergie. Et cette IMF est susceptible de varier dans le temps, donc d'avoir une forme différente de celle que l'on connaît dans l'Univers local à $z \sim 2$. Les masses déterminées avec les modèles de populations stellaires ne sont pas contraintes mieux que d'un facteur ~ 2 (van der Wel *et al.*, 2006; Muzzin *et al.*, 2009)

La meilleure façon de se soustraire de ce biais serait de mesurer les masses dynamiques à partir des vitesses de dispersion. Le théorème du Viriel donne en effet une relation entre la masse M , le rayon R et la vitesse de dispersion σ de telle sorte que $M = 5R\sigma^2/G$. La vitesse de dispersion est déduite de la largeur des raies du spectre de la galaxie. Or, pour les galaxies elliptiques, les raies présentes sont des raies d'absorptions et non des raies d'émission car ces galaxies sont passives et l'acquisition de tels spectres nécessite, avec les instruments actuelles, un temps d'exposition très long pour les galaxies à haut redshift, ce qui limite le nombre de galaxies observées à quelques unes : il est donc quasi-impossible à l'heure actuelle d'avoir des statistiques robustes avec les masses dynamiques des galaxies elliptiques.

Biais de sélection dus à l'âge

Valentinuzzi *et al.* (2010a) ont étudié l'effet de sélection dû à l'âge sur un échantillon de galaxies du relevé WINGS. Comme on peut le voir sur la figure 2.5, les galaxies les plus massives ont tendance à être plus vieilles, et à masse stellaire fixée, les galaxies ayant une plus petite taille sont plus vieilles. Or, de nombreux travaux sélectionnent les galaxies par leur couleur rouge, et l'absence de raie d'émission, donc des galaxies ayant des populations stellaires âgées et ayant par conséquent des tailles plus petites, d'après l'étude de Valentinuzzi *et al.* (2010a). Ainsi, une partie de l'évolution en taille pourrait être expliquée par le fait que l'on compare la taille de galaxies plutôt vieilles à haut redshift à des galaxies de tout âge dans l'Univers local, mais cette question n'est toujours pas tranchée. Trujillo *et al.* (2012), par exemple, ne trouvent pas de biais avec l'âge ni dans l'Univers local, ni à haut redshift.

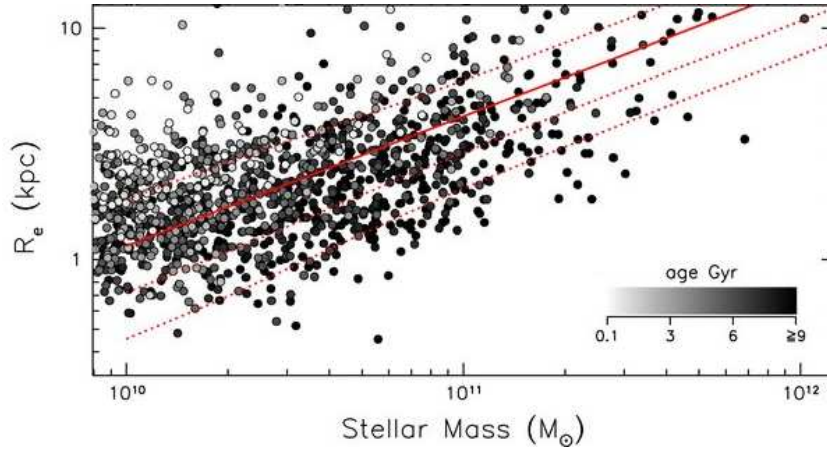


FIGURE 2.5 – Densité de surface dans un rayon R_e en fonction de la masse (en haut) et relation masse-taille (en bas) (Valentinuzzi *et al.*, 2010a). L'échelle de gris marque l'âge des galaxies (plus un point est foncé plus la galaxie est vieille).

Biais dus au choix de la relation locale

Un dernier point auquel nous devons faire attention est la relation locale à laquelle on compare les données à haut redshift. En effet, si la relation locale n'est pas obtenue avec les mêmes méthodes, on peut introduire un biais en comparant le rapport des tailles ($R_e/R_e(z=0)$) à masse fixée. On peut facilement avoir une incertitude de 0,2 dex sur la masse stellaire, ce qui décale la relation masse-taille et fausse la comparaison.

De nombreux travaux ont choisi de comparer leurs résultats à la relation locale de Shen *et al.* (2003) pour les galaxies de type précoce. Mais si l'on compare la relation locale de Shen *et al.* (2003) à celle de Valentinuzzi *et al.* (2010a), on voit que les tailles des galaxies de Shen *et al.* (2003) sont plus grandes à masse stellaire fixée. Les conclusions peuvent donc dépendre du choix de la relation locale. Finalement, le mieux est de ne pas se rapporter à un rapport de taille mais de regarder directement l'évolution en taille normalisée à la masse R_e/M_{11}^α avec $M_{11} = M_\star/10^{11}M_\odot$ et α correspondant à la pente de la relation masse-taille locale. Il faut également estimer la taille moyenne des galaxies dans l'Univers local en utilisant les mêmes critères de sélection (magnitude limite, masse limite, type précoce, galaxies passives...) et les mêmes méthodes de mesure pour la taille (même méthode d'ajustement d'un profil de Sersic) et la masse (même modèle de populations stellaires) que ceux choisis pour les galaxies à haut redshift. C'est ce que nous avons choisi de faire dans notre étude.

Biais des progéniteurs

Le fait que la taille moyenne des galaxies d'un échantillon sélectionné au-delà d'une masse fixée augmente avec le temps n'implique pas que toutes les galaxies augmentent leur taille. En particulier, il peut y avoir des galaxies plus grandes qui

entrent dans l'échantillon à plus bas redshift et qui provoquent une augmentation de la taille moyenne. Cet effet est appelé « biais des progéniteurs ».

D'après l'évolution de la fonction de masse (voir par exemple Ilbert *et al.*, 2010), on ne s'attend pas à un effet important depuis $z \sim 1$. En revanche, l'effet est plus grand pour des redshifts supérieurs à 1 car l'évolution de la fonction de masse est plus forte, *i.e.* la partie correspondant aux galaxies massives se peuple considérablement à ces redshifts.

Idéalement, il faudrait suivre l'évolution des progéniteurs mais cela est très difficile à faire observationnellement sans introduire des *a priori* théoriques sur la croissance des structures. Certaines études essayent de contourner ce problème en faisant une sélection à densité constante au lieu de masse/couleur constante (*cf.* van Dokkum *et al.*, 2010). Notre étude reste autour de $z \sim 1$; on ne s'attend donc pas à avoir un effet trop important.

2.2.2 Modèles de formation et d'évolution

Malgré les différents biais possibles, l'existence des galaxies compactes à haut redshift fait maintenant consensus dans la communauté. On cherche désormais les processus physiques qui pourraient expliquer comment peuvent se former de telles galaxies et comment ensuite elles peuvent évoluer pour rejoindre la relation locale. Les scénarios proposés sont ensuite confrontés aux observations.

Formation des galaxies compactes à haut redshift

Les propriétés assez homogènes des populations stellaires des galaxies compactes de type précoce, souvent massives, suggèrent que les étoiles de ces galaxies se sont formées en même temps et sur un temps relativement court. Les galaxies compactes pourraient ainsi s'être formées par fusion majeure de galaxies riches en gaz à un redshift plus élevé ($z_f \sim 2 - 4$). En effet, les galaxies dans l'Univers à haut redshift étaient beaucoup plus riches en gaz qu'aujourd'hui (avec une fraction de gaz de l'ordre de 50 % à $z \sim 3$, Hopkins *et al.*, 2010a). Une fusion faisant intervenir beaucoup de gaz est très dissipative en énergie. Ainsi le gaz va se condenser au centre de la galaxie résultante et se transformer en étoiles dans un laps de temps très court, ce qui va provoquer une flambée de formation stellaire. Ce processus aboutit à la formation d'une galaxie elliptique compacte, très dense en son cœur. Les simulations numériques plus récentes à haute résolution confirment ce scénario de formation (e. g. Bournaud *et al.*, 2011).

Cependant des observations récentes suggèrent la présence de disque au sein de galaxies compactes (van der Wel *et al.*, 2011; Weinzirl *et al.*, 2011; Whitaker *et al.*, 2012). Dans ce cas, le scénario de formation serait légèrement modifié et ferait intervenir, en plus, l'accrétion de gaz froid par des courants (Birnboim et Dekel, 2003; Kereš *et al.*, 2005, 2009; Dekel et Birnboim, 2006; Dekel *et al.*, 2009a,b; Ceverino *et al.*, 2010). En

acquérant du gaz froid de façon fluide, un disque de gaz va pouvoir se former et en fonction du moment cinétique, va se former un disque compact ou étendu (Khochfar et Silk, 2009; Burkert *et al.*, 2010). Ce disque de gaz qui va se transformer en étoiles peut ainsi rendre compte des disques observés dans les galaxies compactes à haut redshift.

Il reste aussi le scénario plus ancien de l'effondrement monolithique (cf. chapitre 1), qui permet d'expliquer la formation d'une galaxie elliptique rapidement aux alentours de $z \sim 2 - 3$.

Évolution des galaxies compactes

Étant donnée la quasi-absence observationnelle de galaxies compactes à bas redshift, il est naturel de se demander comment les galaxies compactes à haut redshift rejoignent la relation locale et deviennent les galaxies elliptiques ou lenticulaires bien connues de la séquence de Hubble. Avant de voir l'évolution en taille d'un point de vue observationnel, je fais ici un bref état de l'art du point de vue des modèles.

Scénario de fusions majeures pauvres en gaz. Le scénario qui paraît le plus évident est celui des fusions majeures pauvres en gaz (Ciotti et van Albada, 2001; Boylan-Kolchin *et al.*, 2006; Naab *et al.*, 2007). Deux galaxies de masse comparable sans gaz qui fusionnent sans processus de dissipation donnent en effet une galaxie finale plus grande et plus massive. Ce scénario a cependant été rapidement mis de côté comme scénario dominant car si les fusions majeures se produisaient en nombre suffisant pour reproduire l'évolution, elles produiraient trop de galaxies massives ($10^{12} M_{\odot}$) par rapport à la fonction de masse locale (Bezanson *et al.*, 2009). En outre, les modèles semi-analytiques de Shankar *et al.* (2010a) prédisent qu'une galaxie massive ($M > 10^{11} M_{\odot}$) de type précoce à $z = 0$ subit en moyenne moins de une fusion majeure pauvre en gaz depuis sa formation.

Scénario de fusions mineures pauvres en gaz. Un des processus d'expansion nécessite une succession de fusions mineures de galaxies pauvres en gaz. La galaxie centrale acquière ainsi peu de masse mais augmente son rayon significativement car, dans le cas où la galaxie accrétée n'est pas trop dense, les étoiles de celle-ci se répartissent dans les parties externes de la galaxie centrale (Naab *et al.*, 2009; Bezanson *et al.*, 2009; Shankar *et al.*, 2013). Dans leur modèle semi-analytique, Shankar *et al.* (2013) trouvent que les galaxies massives ($M > 10^{11} M_{\odot}$) que l'on trouve à $z \sim 0$ croissent principalement par fusions mineures pauvres en gaz, surtout à $z < 1$.

Scénario d'expansion due au feedback. Le dernier mécanisme permettant d'augmenter la taille d'une galaxie a été décrit par Fan *et al.* (2008, 2010); Ragone-Figueroa et Granato (2011) et est connu sous le nom de « scénario *puffing-up* ». Il fait intervenir le feedback, soit de vents stellaires, soit d'un noyau actif de galaxie. En perdant du

gaz, une galaxie peut ainsi augmenter son rayon par expansion adiabatique de la distribution d'étoiles sans augmentation de sa masse. L'échelle de temps estimée pour se retrouver à l'équilibre est d'environ 2 Gyrs dans le cas d'un noyau actif de galaxie et plutôt aux alentours de 10 Gyrs pour une perte de gaz par vents stellaires (Fan *et al.*, 2008). Cependant les simulations de Ragone-Figueroa et Granato (2011) ont montré que l'expansion due aux vents stellaires était la plus efficace très tôt dans l'histoire d'une galaxie alors que l'on observe des galaxies compactes à haut redshift avec des âges supérieurs à 0,5 Gyrs.

La partie gauche de la figure 2.6, extraite de Bezanson *et al.* (2009), représente les effets sur la taille et la masse des galaxies compactes des trois scénarios évoqués ci-dessus. Les trois flèches correspondant à chaque processus partent de l'endroit marquant la moyenne des propriétés des galaxies compactes à haut redshift. On voit que le processus de fusions majeures pauvres en gaz augmente de façon trop importante la masse des galaxies, alors que le processus d'expansion adiabatique n'augmente que la taille et ne change pas la masse.

Dans leurs récents travaux, Oser *et al.* (2012) ont utilisé des re-simulations cosmologiques de 40 galaxies massives du champ pour montrer que les galaxies simulées à $z \sim 2$ étaient compactes avec des vitesses de dispersion élevées. Le principe des re-simulations consiste à zoomer sur un halo de matière noire dans une simulation cosmologique et à prendre en compte son histoire d'accrétion et de fusion. Ils observent que leurs galaxies croissent ensuite en taille jusqu'à $z = 0$, principalement via des fusions mineures avec en moyenne des rapports de masse de 1:5 pour avoir des tailles comparables aux galaxies locales. Sur la partie droite de la figure 2.6, extraite de Oser *et al.* (2012), on observe l'évolution de la taille avec le redshift pour des galaxies massives simulées et des galaxies observées. L'évolution des galaxies issues des simulations est en bon accord avec les observations.

2.3 Les réponses apportées par les observations... et de nouvelles questions

Les modèles développés pour comprendre et expliquer l'évolution en taille des galaxies de type précoce ont conduit les observateurs à investiguer les prédictions des modèles dans les observations pour valider ou invalider certaines pistes.

2.3.1 Un scénario favorisé ?

En premier lieu, Cenarro et Trujillo (2009) ont étudié l'évolution de la taille et de la dispersion de vitesse d'un échantillon de galaxies sphéroïdales massives, en disposant des masses dynamiques depuis $z \sim 1,6$. Ils ont observé une légère diminution de

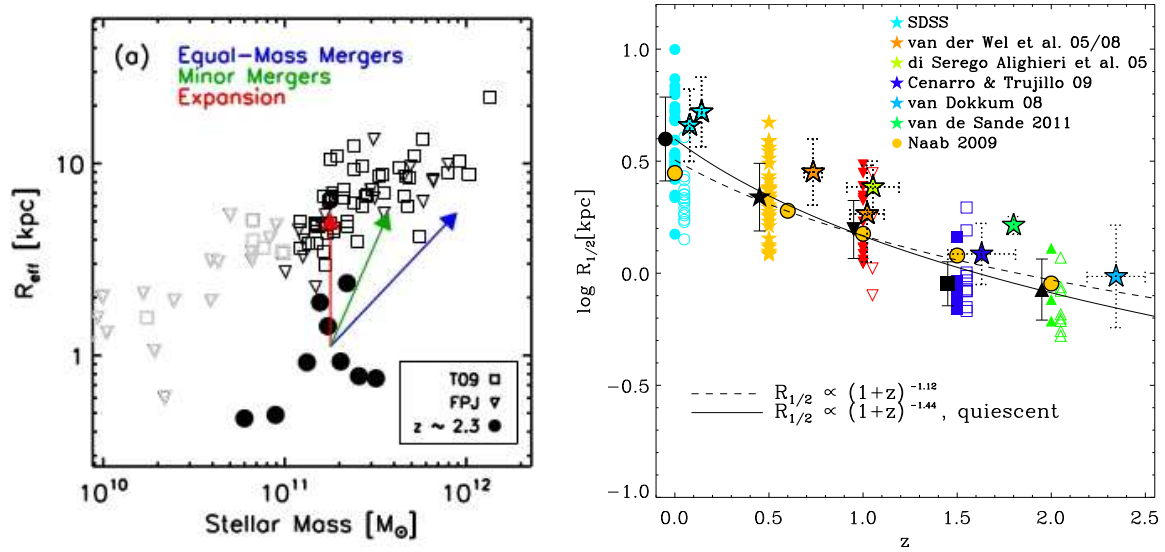


FIGURE 2.6 – Effets des modèles sur l'évolution en taille des galaxies compactes. *Figure de gauche* : Relation masse-taille extraite de Bezanson *et al.* (2009) pour des galaxies à haut redshift (cercles pleins, échantillon de van Dokkum *et al.*, 2008) et pour des galaxies locales (symboles vides). Les flèches représentent l'effet des trois processus pouvant avoir un effet sur la taille et la masse des galaxies compactes : la flèche bleue représente les fusions majeures pauvres en gaz, la flèche verte les fusions mineures pauvres en gaz et la flèche rouge l'expansion adiabatique. *Figure de droite* : Evolution du rayon en fonction du redshift pour des galaxies issues de simulations avec des masses stellaires $M > 6,3 \times 10^{10} M_{\odot}$. Il s'agit ici du rayon projeté contenant la moitié de la masse stellaire. Les symboles noirs indiquent les tailles moyennes des galaxies à un redshift donné avec les barres d'erreurs montrant la déviation standard. Les symboles vides représentent les galaxies formant des étoiles alors que les symboles pleins correspondent aux galaxies passives. Les lignes solides et en tirets représentent respectivement le meilleur ajustement pour les galaxies passives et pour toutes les galaxies. Les résultats issus d'observations sont marqués par les symboles en forme d'étoiles, avec les barres d'erreurs en pointillés montrant la dispersion, à l'exception du résultat de van de Sande *et al.* (2011) qui représente une seule galaxie et dont les barres d'erreur correspondent à l'incertitude sur la mesure (figure extraite de Oser *et al.*, 2012).

la vitesse de dispersion (de ~ 240 km/s à $z \sim 1,6$ à 180 km/s à $z \sim 0$) qui contraste avec l'augmentation de taille d'un facteur ~ 4 . Cette tendance semble compatible avec le scénario de fusion de Hopkins *et al.* (2009) mais incompatible avec le scénario d'expansion de Fan *et al.* (2008) au-delà de $z \sim 1$, comme le montre la figure 2.7. Trujillo *et al.* (2011) combinant les données locales du SDSS et des données à haut redshift, ont également étudié l'évolution de la taille de galaxies elliptiques depuis $z \sim 1$ en la comparant aux scénarios de *puffing-up* et de fusions. Ils ont trouvé que leurs données sont en désaccord avec le modèle de Fan *et al.* (2008) et les simulations de Ragone-Figueroa et Granato (2011). L'échelle de temps caractéristique du processus

d'expansion est courte ($\sim 20 - 30$ Myrs, d'après les simulations) impliquant que des galaxies ayant des populations stellaires âgées de ~ 1 Gyr soient déjà au niveau de la relation masse-taille locale. Or, ce n'est pas ce que montre leurs résultats : des galaxies de tous âges se situent à la même distance de la relation locale. Aussi, une prédiction naturelle de ce scénario est une augmentation de la dispersion autour de la relation masse-taille avec le redshift (Fan *et al.*, 2010), ce que Trujillo *et al.* (2011) n'ont pas, non plus, observé. En revanche, leurs résultats ne semblent pas en conflit avec le scénario de fusions mineures.

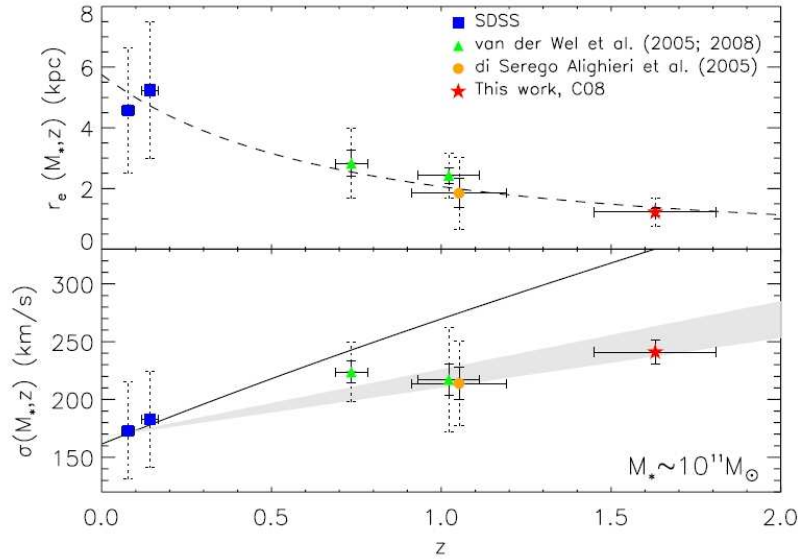


FIGURE 2.7 – Evolution de la taille (en haut) et de la vitesse de dispersion (en bas) des galaxies sphéroïdales massives ($10^{11} M_{\odot}$) en fonction du redshift. Les différents symboles représentent les valeurs médianes des différents ensembles de galaxies utilisés dans leur travail, comme indiqué sur le graphe. Les barres d'erreur en tiret montrent la dispersion de l'échantillon, tandis que les barres pleines indiquent l'incertitude sur la valeur médiane. *En haut* : la ligne en tiret montre l'évolution de taille observée par Buitrago *et al.* (2008) pour des galaxies de même masse stellaire, $r_e(z) \propto (1+z)^{-1.48}$. *En bas* : en supposant l'évolution en taille de Buitrago *et al.* (2008), la ligne solide représente l'évolution de la dispersion de vitesse prédite par le modèle de Fan *et al.* (2008), alors que la zone grise représente l'évolution dans le modèle de fusion de Hopkins *et al.* (2009) (figure extraite de Cenarro et Trujillo, 2009).

De plus, Newman *et al.* (2012) ont étudié un échantillon de galaxies du relevé CANDELS (Grogin *et al.*, 2011; Koekemoer *et al.*, 2011). L'objectif de cette étude était de voir si les fusions mineures pouvaient rendre compte de l'évolution en taille observée. Pour cela, Newman *et al.* (2012) ont compté les compagnons des galaxies grâce aux données très profondes de CANDELS. Ils ont conclu que le nombre de fusions mineures était à peu près compatible avec l'évolution en taille observée à $z \lesssim 1$, en faisant l'hypothèse d'une échelle de temps courte pour les fusions. Le taux de crois-

sance plus rapide à plus haut redshift reste, cependant, difficile à expliquer avec les fusions seules, même en tenant compte de l'augmentation rapide de la population de galaxies passives sur la même période de temps. La figure 2.8 illustre ce résultat. Les fusions mineures seules ne sont pas suffisantes pour expliquer l'augmentation de taille depuis $z \sim 2$. En utilisant cette fois des indicateurs morphologiques de fusions, McLure *et al.* (2012) ont obtenu un résultat similaire tandis que Bluck *et al.* (2012) ont trouvé que les fusions majeures et mineures peuvent expliquer la croissance en taille des galaxies massives ($M_\star > 10^{11} M_\odot$).

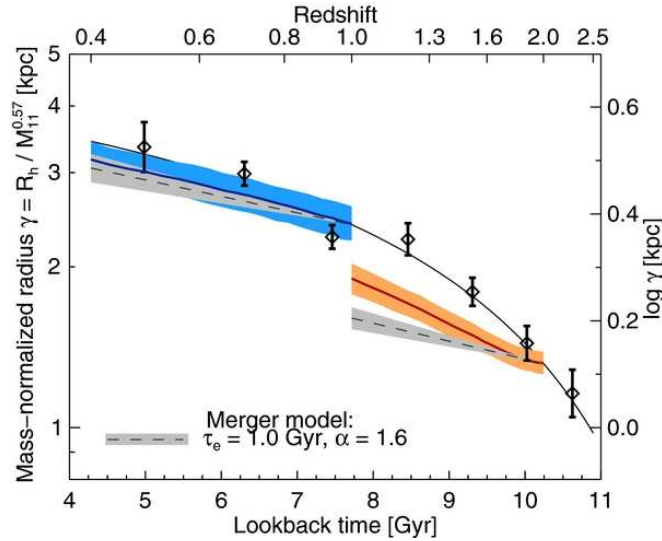


FIGURE 2.8 – Evolution en taille des galaxies passives. Taux minimum requis pour l'accroissement en taille des galaxies passives à $z = 2$ et à $z = 1$, indiqué par les bandes colorées et taux de croissance estimé pour un modèle de fusion simple en gris. Les losange noirs représentent les tailles moyennes observées (figure extraite de Newman *et al.*, 2012).

D'un autre côté, López-Sanjuan *et al.* (2012) ont étudié un échantillon de galaxies massives ($M > 10^{11} M_\odot$) de type précoce du relevé COSMOS (Scoville *et al.*, 2007b; Capak *et al.*, 2007) pour examiner également le rôle des fusions mineures dans l'évolution en taille de ces galaxies. En comptant le nombre de paires de galaxies proches, ils ont mesuré la fraction de galaxies massives subissant une fusion majeure et la fraction de celles subissant une fusion mineure. Ils ont montré que le nombre de fusions majeures augmentent avec le redshift alors que le nombre de fusions mineures est à peu près constant et ont conclu que pour ces galaxies massives, les fusions mineures ne sont pas le seul processus responsable de l'accroissement en taille depuis $z \sim 1$. Ils ont proposé un scénario dans lequel fusions mineures et majeures contribuent à $\sim 55\%$ de l'accroissement tandis que $\sim 45\%$ à $\sim 25\%$ est dû à d'autres processus comme la formation tardive de galaxies (plus grandes). Ils ont ainsi pris en compte le phénomène appelé « biais des progéniteurs », qui correspond aux galaxies de type précoce qui se forment plus tardivement et sont systématiquement plus grandes que

les ETGs se formant plus tôt dans l'histoire de l'Univers (e.g., van der Wel *et al.*, 2009; Saglia *et al.*, 2010); ces nouvelles ETGs contribuent aussi à l'augmentation globale de la taille des ETGs.

Observationnellement, la question du rôle des fusions mineures pauvres en gaz n'est donc pas tranchée. Nous allons voir qu'il est possible d'étudier la question avec une autre approche, celle de l'environnement et en regardant le comportement des galaxies dans différents intervalles de masse.

2.3.2 Importance et influence de l'environnement

Définition de l'environnement

Comme nous l'avons vu dans le chapitre 1, les galaxies vivent dans différents environnements plus ou moins denses : les amas, les groupes, le champ. La définition de l'environnement à partir des observations n'est pas triviale.

Plusieurs études considèrent des mesures d'environnement en comptant le nombre de galaxies les plus lumineuses dans une région d'angle solide donné (e.g. Cooper *et al.*, 2012). Avec cette méthode, cependant, il y a un risque de contamination important avec les objets sur une même ligne de visée projetés au même endroit dans le plan du ciel. C'est pourquoi Cooper *et al.* (2012), par exemple, combinent cette mesure avec des mesures de redshifts spectroscopiques. D'autres prennent pour environnement dense des groupes ou des amas détectés avec des redshifts spectroscopiques et/ou photométriques (e.g. Raichoor *et al.*, 2012; Papovich *et al.*, 2012).

Études préalables sur l'environnement

Ce travail de thèse porte principalement sur l'étude des effets d'environnement sur la relation masse-taille et l'évolution en taille des galaxies passives de type précoce. C'est un sujet déjà ouvert au débat et dont plusieurs études antérieures montrent la difficulté. D'une part, la mesure de l'environnement peut être sujette à controverse. D'autre part, les études ne peuvent pas être comparées entre elles car les méthodes pour mesurer la masse ou sélectionner les galaxies diffèrent.

Pourtant, déterminer l'influence de l'environnement est un point crucial apportant une contrainte supplémentaire pour les modèles et qui peut permettre de trouver le processus dominant dans l'évolution en taille des galaxies compactes. Certains modèles prévoient en effet une différence d'évolution des galaxies vivant dans différents halos de matière noire, les moins massifs que l'on assimile au champ et les plus massifs qui correspondent aux amas de galaxies.

Dans l'Univers local d'abord, Weinmann *et al.* (2009), Maltby *et al.* (2010) et plus récemment Huertas-Company *et al.* (2012) ont étudié la dépendance de l'environnement sur la relation masse-taille des galaxies de type précoce et convergent vers le même résultat : la relation ne dépend pas de l'environnement. Poggianti *et al.* (2012)

comme Valentinuzzi *et al.* (2010a), quant à eux, trouvent des tailles légèrement plus petites pour les galaxies vivant dans des environnements denses, les amas, que dans le champ.

Dans l'Univers plus lointain, Rettura *et al.* (2010) ont réalisé une comparaison entre le champ et un amas à $z \sim 1,2$ et ne trouvent pas non plus de différences sur la relation masse-taille des galaxies de champ et d'amas. Plus récemment, Raichoor *et al.* (2012) ont fait une étude similaire sur le super-amas du LYNX à $z = 1,23$ en séparant trois environnements : l'amas, les groupes et le champ. La figure 2.9 montre la distribution des tailles des galaxies dans les trois environnements et pour trois modèles de populations stellaires (Bruzual & Charlot 2003, Maraston 2005 et Charlot & Bruzual 2007). Pour leur échantillon de galaxies de type précoce ayant des masses de $10 < \log(M/M_\odot) < 11,5$, ils ont trouvé qu'en moyenne les galaxies dans l'amas et dans les groupes à masse fixée ont une distribution en taille beaucoup moins dispersée que les galaxies de champ, en utilisant les masses estimées avec les modèles de Maraston (2005) et de Charlot & Bruzual (2007). Compte tenu de la dispersion, ils n'ont trouvé pas de différences entre champ et amas dans le cas de masses estimées avec les modèles de Bruzual et Charlot (2003).

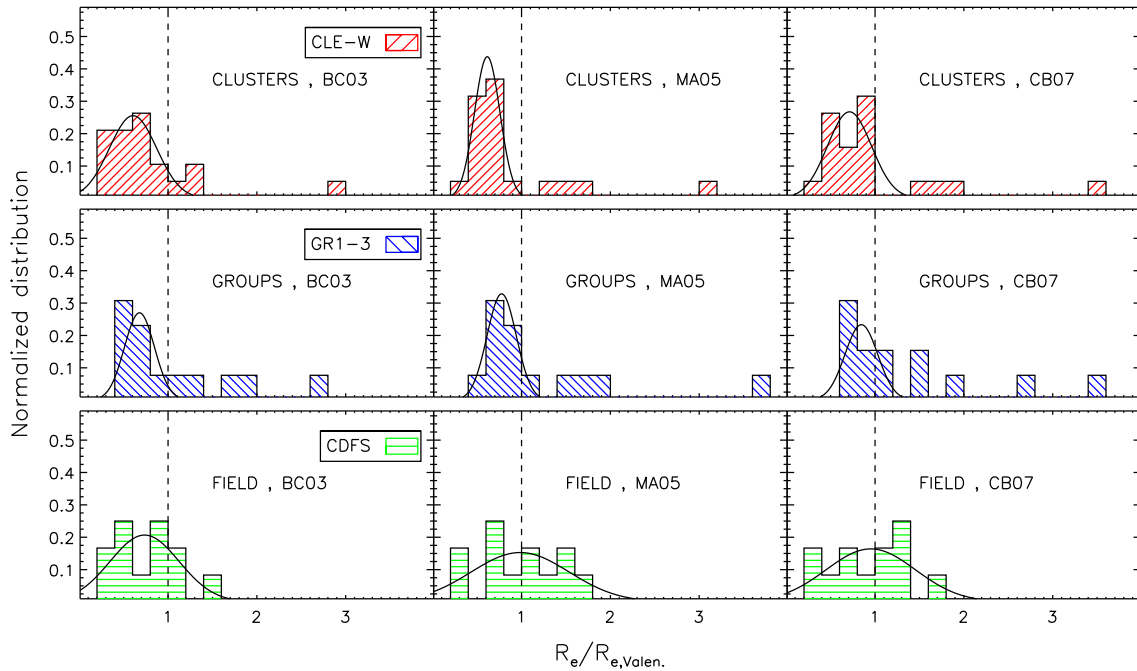


FIGURE 2.9 – Distribution en taille des ETGs dans 3 environnements différents à $z \sim 1,23$: dans l'amas du LYNX en haut, des groupes au milieu et le champ en bas, pour 3 modèles de populations stellaires différents : Bruzual et Charlot (2003) à gauche, Maraston (2005) au milieu et Charlot & Bruzual (2007) à droite (extrait de Raichoor *et al.*, 2012).

À l'inverse, Papovich *et al.* (2012) ont comparé des galaxies de champ et d'amas à $z = 1,62$ avec des données CANDELS et ont trouvé la tendance opposée : leur échan-

tillon de galaxies passives avec $\log(M/M_\odot) > 10,5$ a en moyenne des tailles plus grandes dans un environnement dense que dans le champ. La figure 2.10, extraite de Papovich *et al.* (2012), montre l'évolution de la taille par rapport à la taille moyenne de la relation locale de Shen *et al.* (2003). En plus de leur données, ils ont ajouté des données de la littérature et ajusté un profil d'évolution en $R_e \propto (1+z)^\alpha$ pour les galaxies de champ et pour les galaxies d'amas. D'après leur résultat, on observe que les galaxies d'amas évoluent moins vite que les galaxies de champ, mais à un instant donné, les galaxies d'amas sont en moyenne plus grandes que les galaxies de champ. De la même façon, Cooper *et al.* (2012) ont utilisé les données de 11 493 galaxies ayant des redshifts spectroscopiques dans l'intervalle $0,4 < z < 1,2$, issues des relevés de galaxies DEEP2 et DEEP3 (Davis *et al.*, 2003, 2007; Newman *et al.*, 2012; Cooper *et al.*, 2011) pour évaluer l'impact de l'environnement. Ils ont observé la même tendance que Papovich *et al.* (2012) à des redshifts plus faibles, et dans le même intervalle de masse que Raichoor *et al.* (2012). Ils ont mesuré la densité de l'environnement en utilisant la densité surfacique projetée du 3^evoisin le plus proche, Σ_3 , qui dépend de la distance projetée $D_{p,3}$ du 3^evoisin dans une fenêtre de ± 1250 km/s pour exclure les galaxies d'avant et d'arrière plan, de telle sorte que $\Sigma_3 = 3/\pi D_{p,3}^2$. Ils ont ainsi défini un environnement dense dans les 15% de la partie la plus dense de la distribution de densité surfacique projetée et un environnement peu dense dans les 50% les moins denses de la distribution de densité.

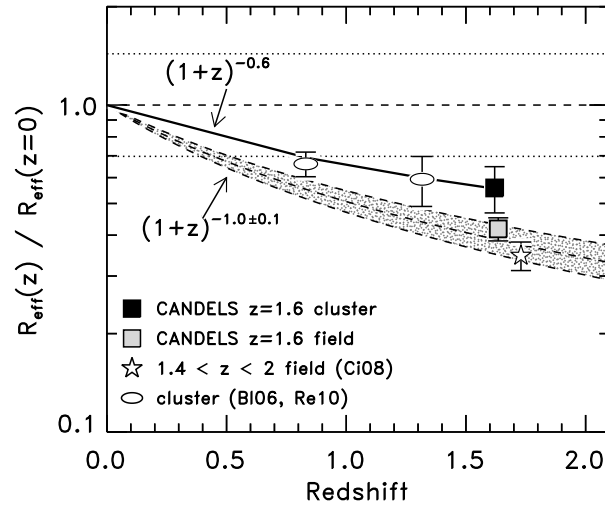


FIGURE 2.10 – Évolution de rapport du rayon effectif sur le rayon effectif moyen à $z = 0$ (extrait de Papovich *et al.*, 2012).

Il est possible que ces précédentes études manquent de statistiques pour voir une tendance claire et pouvoir conclure sur le rôle de l'environnement dans l'évolution en taille des galaxies. Même si nous avons vu que les différences de sélection ne semblaient pas affecter le résultat de l'évolution en taille (Huertas-Company *et al.*, 2013), les différences entre ces études peuvent être dues à la façon de mesurer l'environnement ou aux modèles choisis pour estimer la masse des galaxies, ou tout simplement

aux incertitudes sur les redshifts photométriques qui peuvent contaminer les échantillons de façon importante.

La toute dernière étude de Huertas-Company *et al.* (2013) qui utilise des galaxies de champ ou de groupes extraites du relevé COSMOS (Scoville *et al.*, 2007b; George *et al.*, 2011) apporte encore un autre résultat. On a pour la première fois une étude sur la question de l'environnement avec un échantillon statistique important qui distingue galaxies de champ et galaxies de groupes sur un large intervalle de redshift de façon à avoir l'évolution de la taille en fonction du redshift dans les deux environnements (groupe et champ) avec un échantillon homogène jusqu'à $z \sim 1$. La figure 2.11 résume le résultat final sur l'évolution en taille des galaxies massives ($\log(M/M_\odot) > 10,5$) de type précoce dans les groupes et dans le champ. La différence entre les deux environnements n'est pas visible : l'environnement apparaît donc ne pas avoir d'effet sur l'évolution en taille des galaxies de type précoce.

Cependant, on peut se demander si la différence d'environnement champ/groupe est suffisamment grande ou si l'étude va assez loin en redshift. L'étude qui va suivre poursuit ce travail et le complète en ajoutant une comparaison avec les galaxies d'amas dans un large intervalle de redshift.

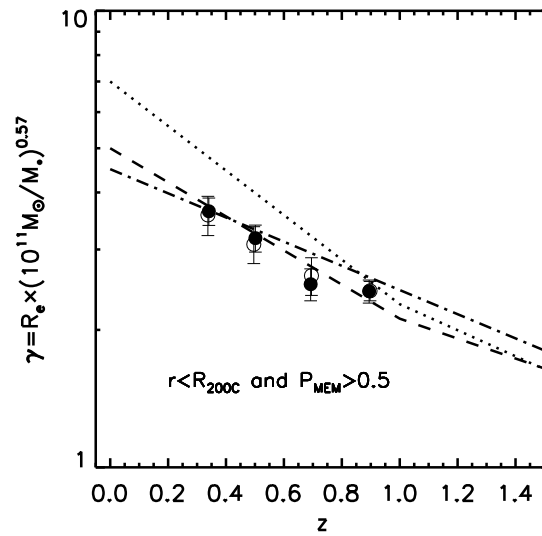


FIGURE 2.11 – Evolution en taille normalisée par la masse des ETGs sélectionnées dans COSMOS dans des groupes (cercles plein) et dans le champ (cercles vides) (extrait de Huertas-Company *et al.*, 2013)

2.4 Objectif de ce travail

L'objectif de ce travail de thèse est d'examiner la dépendance de l'environnement sur la relation masse-taille et l'évolution de la taille des galaxies passives de type précoce. Pour la première fois, cette étude est réalisée sur un échantillon statistique important ; les travaux qui exploraient jusqu'alors des redshifts $z > 1$ étaient basés

sur l'étude d'un seul amas. Pour cela, je dispose d'un échantillon unique de neuf amas de galaxies massifs connus dans l'intervalle de redshift $0,8 < z < 1,5$ afin d'étudier les différences de tailles des ETGs dans les amas et dans le champ.

L'époque $z > 1$ est très intéressante pour explorer les effets d'environnement. C'est à cette période que les premiers amas massifs apparaissent par fusion de plus petits halos de matière noire. Et si les galaxies se retrouvant dans ces structures ont été pour certaines raisons transformées différemment ou plus rapidement que les galaxies vivant dans le champ, les effets devraient être plus visibles à cette époque là.

Chapitre 3

Données observationnelles

Sommaire

2.1	Relation masse-taille et évolution en taille des galaxies passives de type précoce	62
2.1.1	La relation masse-taille	62
2.1.2	L'évolution en taille	66
2.2	Explications possibles	68
2.2.1	Biais observationnels	68
2.2.2	Modèles de formation et d'évolution	71
2.3	Les réponses apportées par les observations... et de nouvelles questions	73
2.3.1	Un scénario favorisé ?	73
2.3.2	Importance et influence de l'environnement	77
2.4	Objectif de ce travail	80

Dans ce chapitre, je détaille les observations utilisées pour l'étude de la relation masse-taille dans différents environnements. Les galaxies évoluant dans un environnement dense, les amas, sont issues d'un relevé d'observation d'amas ayant des données obtenues avec l'instrument HAWK-I. Les galaxies dans un environnement peu dense, les galaxies de champ, quant à elles sont issues de quatre relevés différents.

3.1 L'échantillon de galaxies d'amas

3.1.1 Le relevé HCS

Le relevé d'amas Hawk-I (HCS, pour *Hawk-I Cluster Survey*, Lidman *et al.* en préparation) est un relevé spectro-photométrique optique et proche infrarouge de neuf amas de galaxies connus à haut redshift entre $z = 0,8$ et $1,45$. Les amas ont été sélectionnés selon les critères suivants :

- avoir au moins 10 membres confirmés spectroscopiquement,
- être au-delà de $z = 0,8$, l'ensemble couvrant une large gamme de redshifts,
- avoir été observé avec la caméra ACS (pour *Advanced Camera for Surveys*) du télescope spatial Hubble (HST, pour *Hubble Space Telescope*) dans au moins deux bandes (F775W et F850LP),
- avoir des observations au sol profondes dans l'infrarouge proche (bandes J et K).

Le but de ce relevé était d'obtenir des images profondes à haute résolution d'un échantillon d'amas pour étudier l'impact de l'environnement sur les galaxies membres de l'amas.

Les données ACS/WFC (pour *Wide Field Camera*) du HST proviennent essentiellement d'un programme destiné à trouver des supernovæ de type Ia dans des amas de galaxies lointains (Dawson *et al.*, 2009). Trois amas, RDCS J1252-1357 (Rosati *et al.*, 2004), XMMU J2235.3-2557 (Mullis *et al.*, 2005) et RX J0152-1357 (Demarco *et al.*, 2010) avaient été observés auparavant avec la caméra ACS pour le relevé d'amas à redshift intermédiaire d'ACS (*ACS Intermediate Redshift Cluster Survey*, Ford, 2004; Postman *et al.*, 2005; Mei *et al.*, 2009).

Huit des neuf amas étudiés ont été observés à l'ESO (pour *European Southern Observatory*) avec l'instrument HAWK-I (pour *High Acuity Wide-field K-band Imager*) dans le proche infrarouge en bande Ks et/ou Js. Le neuvième amas de la sélection (RDCS J1252-2827) a été observé en infrarouge proche avec ISAAC (pour *Infrared Spectrometer And Array Camera* Lidman *et al.*, 2004). Pour certains amas, les images en bande J ont été obtenues avec l'instrument SOFI (*Son of ISAAC*).

La figure 3.1 montre la distribution des redshifts spectroscopiques disponibles pour chaque amas. À haut redshift, nous remarquons que les membres confirmés spectroscopiquement sont moins nombreux à cause des temps d'exposition très longs requis pour obtenir des spectres avec une cassure claire à 4000 Å. La figure 3.2 donne une idée des plages de longueurs d'onde observées par chaque filtre. Le résumé des filtres utilisés pour chaque amas ainsi que le temps d'exposition se trouve dans le tableau 3.1.

Le *seeing*¹, ou qualité de l'image, est mesuré par la largeur à mi-hauteur de points sources, des étoiles, et correspond à environ 0,1 arcsec pour les images ACS/HST, et environ 0,5 arcsec pour les observations au sol en bande Ks et Js. La taille d'un pixel ACS est de 0,05'' tandis que celle de Hawk-I est de 0,1064''. Les propriétés physiques de chaque amas sont résumées dans le tableau 3.2.

Dans ce qui suit, je détaille un à un les neuf amas étudiés dans ce travail de thèse.

1. J'utiliserai la plupart du temps le terme anglais

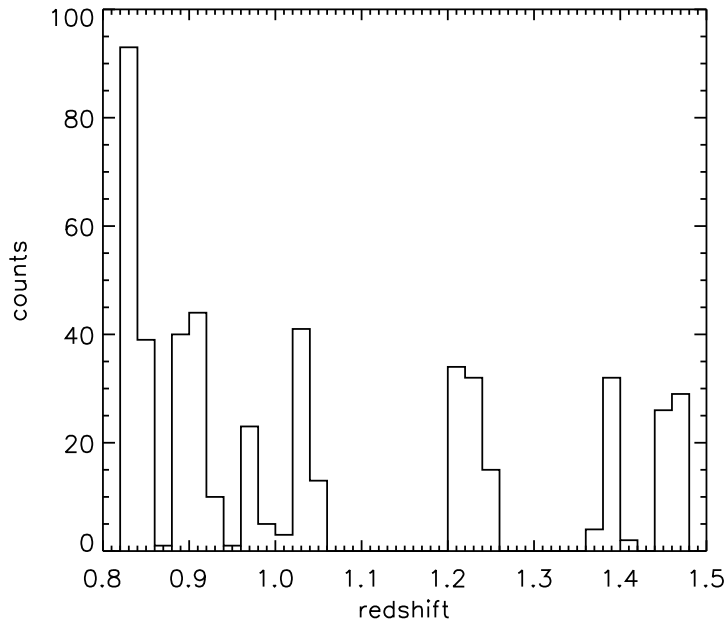


FIGURE 3.1 – Distribution des redshifts spectroscopiques des galaxies dans les amas du relevé HCS. Chaque pic correspond à un amas, sauf les pics à $z \sim 1$ et $z \sim 1,2$ qui correspondent à 2 amas. Plus on monte en redshift, moins il y a de membres confirmés spectroscopiquement.

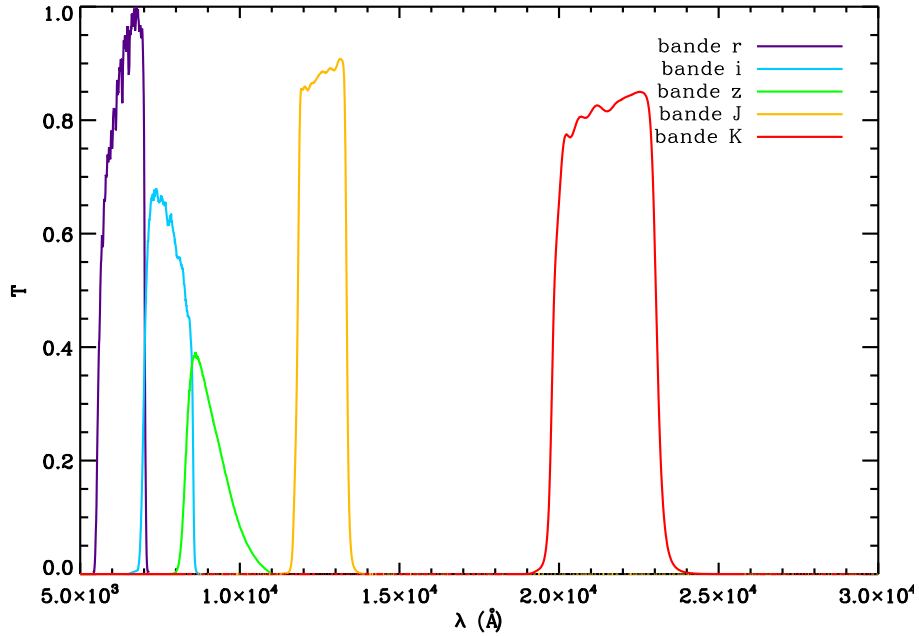


FIGURE 3.2 – Transmission de chaque filtre en fonction de la longueur d’onde. Les bandes r , i et z correspondent aux filtres ACS/HST $F625W$, $F775W$ et $F850LP$ respectivement (crédits : HST/STSI). Les bandes K et J correspondent aux filtres K et J de Hawk-I (crédits : ESO).

Amas	z_{cl}	Filtres (temps d'exposition en sec.)	$N_{z_{spec}}$
RXJ0152-1357	0,84	r_{625} (19000), i_{775} (19200), z_{850} (19000), Ks ¹ (9600)	107 ^a
RCS2319+0038	0,91	i_{775} (2400), z_{850} (6800), Ks ¹ (9600), J ² (2970)	28 ^b
XMMJ1229+0151	0,98	i_{775} (4110), z_{850} (10940), Ks ¹ (11310), H ³ (1111), J ⁴ (2280)	26 ^c
RCS0220-0333	1,03	i_{775} (2955), z_{850} (14420), Ks ¹ (9600), J ² (3330)	11 ^d
RCS2345-3633	1,04	i_{775} (4450), z_{850} (9680), Ks ¹ (9600), J ² (2520)	23 ^d
XMMJ0223-0436	1,22	i_{775} (3380), z_{850} (14020), Ks ¹ (9600), J ¹ (11040)	27 ^e
RDCSJ1252-2927	1,23	i_{775} (29945), z_{850} (57070), Ks ² (81990), J ² (86640)	31 ^f
XMMU2235-2557	1,39	i_{775} (8150), z_{850} (14400), Ks ¹ (10560), J ¹ (10740)	34 ^g
XMMJ2215-1738	1,45	i_{775} (3320), z_{850} (16935), Ks ¹ (9600), J ¹ (14400)	48 ^h

TABLE 3.1 – Données observées dans le contexte du relevé HCS. ¹ par Hawk-I, ² par ISAAC, ³ bande F160W par WFC3/HST, ⁴ par SOFI. ^aDemarco *et al.* (2005, 2010), ^bGilbank *et al.* (2008, 2011); Meyers *et al.* (2010), ^cSantos *et al.* (2009), ^dMeyers *et al.* (2010); Gilbank *et al.* (2011), ^eBremer *et al.* (2006); Meyers *et al.* (2010), ^fDemarco *et al.* (2007), ^gRosati *et al.* (2009), ^hHilton *et al.* (2010).

Amas	z_{cl}	σ_{vel} (km/s)	T (keV)	M_{200}^X ($10^{14} M_{\odot}$)	R_{200} (Mpc)	M_{200}^L ($10^{14} M_{\odot}$)
RXJ0152-1357	0,84	919 ± 168^a	$6,7 \pm 1,0^1$	$7,3^{+1,8}_{-1,7}$	$1,17^{+0,09}_{-0,06}$	$4,4^{+0,7}_{-0,5}$
RCS2319+0038	0,91	990 ± 240^b	$6,2^{+0,92}_{-0,8}$	$5,4^{+1,2}_{-1,0}$	$1,22^{+0,15}_{-0,13}$	$5,8^{+2,3}_{-1,6}$
XMMJ1229+0151	0,98	683 ± 62^c	$6,4^{+0,73}_{-0,6}$	$5,7^{+1,0}_{-0,8}$	$1,12^{+0,11}_{-0,10}$	$5,3^{+1,7}_{-1,2}$
RCS0220-0333	1,03	$1,09^{+0,12}_{-0,11}$	$4,8^{+1,8}_{-1,3}$
RCS2345-3633	1,04	670 ± 190^d	$0,87^{+0,11}_{-0,10}$	$2,4^{+1,1}_{-0,7}$
XMMJ0223-0436	1,22	799 ± 129^e	$3,8^{+1,9}_{-1,9}^4$	$2,4^{+1,5}_{-1,5}$	$1,18^{+0,12}_{-0,11}$	$7,4^{+2,5}_{-1,8}$
RDCSJ1252-2927	1,23	$747^{+74}_{-84}^f$	$7,6 \pm 1,2^5$	$4,4^{+1,1}_{-1,0}$	$1,14^{+0,06}_{-0,06}$	$6,8^{+1,2}_{-1,0}$
XMMU2235-2557	1,39	$802^{+77}_{-48}^g$	$8,6^{+1,36}_{-1,2}$	$6,1^{+1,4}_{-1,2}$	$1,13^{+0,08}_{-0,07}$	$7,3^{+1,7}_{-1,4}$
XMMJ2215-1738	1,45	720 ± 110^h	$4,1^{+0,67}_{-0,9}$	$2,0^{+0,5}_{-0,6}$	$0,9^{+0,17}_{-0,14}$	$4,3^{+3,0}_{-1,7}$

TABLE 3.2 – Propriétés physiques des amas du HCS extraites de Jee *et al.* (2011). ^aDemarco *et al.* (2005), ^bGilbank *et al.* (2008), ^cSantos *et al.* (2009), ^dJee *et al.* (2011), ^eMeyers *et al.* (2012), ^fDemarco *et al.* (2007), ^gRosati *et al.* (2009), ^hHilton *et al.* (2010), ¹Ettori *et al.* (2009), ²Hicks *et al.* (2008), ³Santos *et al.* (2009), ⁴Bremer *et al.* (2006), ⁵Ettori *et al.* (2009), ⁶Rosati *et al.* (2009), ⁷Hilton *et al.* (2010)

3.1.2 RX J0152-1357 à $z = 0,84$

RX0152 a été découvert dans le relevé profond RDCS (pour *ROSAT Deep Cluster Survey*; Rosati *et al.*, 1998; Della Ceca *et al.*, 2000). Il présente un double noyau étendu en rayon X. Nous possédons pour cet amas 134 galaxies confirmées spectroscopiquement (Demarco *et al.*, 2005, 2010). La vitesse de dispersion de l'amas est $\sigma \sim 920$ km/s et sa masse au rayon du Viriel dérivée des mesures en X est de $M_{200} = 7,3^{+1,8}_{-1,7} \times 10^{14} M_{\odot}$ (Jee *et al.*, 2011). Cet amas a été observé avec l'instrument

ACS/WFC en novembre 2002 dans 3 bandes : $F625W$ (r_{625}), $F775W$ (i_{775}) and $F850LP$ (z_{850}). Les temps d'exposition sont respectivement de 19 000 s, 19 200 s et 19 000 s et le *seeing* de 0,1". L'image en proche infrarouge a été acquise dans la bande Ks avec l'instrument HAWK-I en octobre 2009. Le *seeing* pour l'infrarouge est de 0,4". La figure 3.3 montre le centre de l'amas avec un champ de 75×75 arcsec. L'image est une image couleur obtenue avec les trois images dans les bandes r_{625} , i_{775} et z_{850} disponibles.



FIGURE 3.3 – Image couleur du centre de l'amas RX0152 réalisée avec les trois bandes optiques r_{625} , i_{775} et z_{850} . La taille du champ est de 75×75 arcsec.

3.1.3 RCS 2319+0038 à $z = 0,91$

Les amas étudiés ayant comme préfixe « RCS » ont été découverts dans le relevé d'amas *Red-sequence Cluster Survey* (Gladders et Yee, 2005). La masse du Viriel estimée à partir des mesures en rayons X de Hicks *et al.* (2008) est $M_{200} = 5,4^{+1,2}_{-1,0} \times 10^{14} M_{\odot}$. RCS2319 a été observé avec ACS/WFC en bandes $F775W$ (i_{775}) et $F850LP$ (z_{850}) en mai 2006 avec un temps d'exposition total de 2400 s et 6800 s respectivement. Le *seeing* depuis l'espace est très stable, les valeurs ne changent quasiment pas d'une observation à l'autre (0,13" et 0,11" pour les bandes i_{775} et z_{850} respectivement). Les images dans le proche infrarouge ont été obtenues en bande Js avec ISAAC sur le télescope Melipal (VLT-UT3 ; Moorwood *et al.*, 1998a) en juillet 2003 et en bande Ks avec HAWK-I en novembre 2009. Au sol, le *seeing* est encore très bon pour HAWK-I, 0,47" et pour ISAAC, il est de 0,63". Nous avons pour cet amas 11 galaxies membres avec des redshifts spectroscopiques (Gilbank *et al.*, 2008, 2011; Meyers *et al.*, 2010).

3.1.4 XMMU J1229+0151 à $z = 0,98$

XMM1229 a été initialement détecté dans le projet d’amas lointains de XMM-Newton (XDCP, pour *XMM-Newton Distant Cluster Project*, Böhringer *et al.*, 2007; Fassbender *et al.*, 2007). Il s’agit d’un amas de galaxies très riche et lumineux en rayon X (Santos *et al.*, 2009). Sa masse mesurée par lentille gravitationnelle est de $M_{200} = 5,3^{+1,7}_{-1,2} \times 10^{14} M_{\odot}$, tandis que sa masse du Viriel estimée à partir des mesures en X est de $M_{200} = 5,7^{+1,0}_{-0,8} \times 10^{14} M_{\odot}$ (Jee *et al.*, 2011). Il possède 27 membres confirmés spectroscopiquement par le spectrographe FORS2 au VLT (Santos *et al.*, 2009). Les données ACS/WFC ont été obtenues dans le cadre du projet *Supernova Cosmology* (Dawson *et al.*, 2009) en décembre 2005. Les images en bandes $F775W$ (i_{775}) et $F850LP$ (z_{850}) ont respectivement des temps d’exposition de 4110 s et 10 940 s. L’image proche infrarouge dans la bande J a été acquise avec l’instrument SOFI (Moorwood *et al.*, 1998b) sur le NTT (pour *New Technology Telescope*) à l’observatoire de La Silla/ESO en mars 2007. L’image dans la bande Ks a été acquise par HAWK-I en janvier 2010. Les données en bande J ont un *seeing* de $0,98''$ tandis que celles en bande K ont une meilleure qualité d’image avec un *seeing* de $0,41''$. Pour cet amas, nous avons une cinquième bande dans l’infrarouge, $F160W$. L’image, datant de mai 2010, provient de l’instrument WFC3 sur le télescope spatial Hubble. Elle a un *seeing* de $\sim 0,15''$ et une taille de pixel de $0,1282$ arcsec. La figure 3.4 montre le centre de l’amas avec une composition d’images dans les bandes i_{775} et z_{850} . Le champ de vue est de 35×35 arcsec.

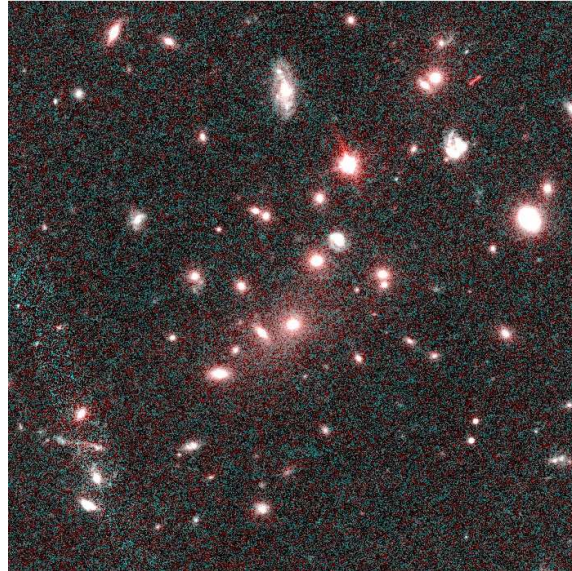


FIGURE 3.4 – Image couleur du centre de l’amas XMM1229, réalisée avec 2 bandes optiques i_{775} et z_{850} . Le champ de vue est de 35×35 arcsec.

3.1.5 RCS 0220-0333 à $z = 1,03$

RCS0220 est un amas optiquement riche à $z = 1,03$ dont nous avons 14 membres confirmés spectroscopiquement (Meyers *et al.*, 2010; Gilbank *et al.*, 2011). La masse de l'amas déterminée par lentille gravitationnelle faible est de $M_{200} = 4,8_{1,3}^{+1,8} \times 10^{14} M_{\odot}$, avec une vitesse de dispersion estimée à $881_{-74}^{+68} \text{ km s}^{-1}$ (Jee *et al.*, 2011). Cet amas a été observé en bande $F775W$ (i_{775}) and $F850LP$ (z_{850}) avec l'instrument ACS durant l'année 2005. Les temps d'exposition totaux sont de 2955 s and 14 420 s respectivement. Le *seeing* est encore de $0,11''$. Les images en infrarouge proche ont été acquises par l'instrument ISAAC en octobre 2002 pour la bande Js et avec HAWK-I en janvier 2010 pour la bande Ks. Le *seeing* de l'image HAWK-I est de $0,35''$ tandis que celui d'ISAAC est de $0,47''$.

3.1.6 RCS 2345-3633 à $z = 1,04$

L'amas RCS2345 est optiquement riche avec 23 membres confirmés spectroscopiquement (Meyers *et al.*, 2010; Gilbank *et al.*, 2011). La masse du Viriel estimée par lentille gravitationnelle faible dans Jee *et al.* (2011) est de $M_{200} = 2,14_{-0,7}^{+1,1} \times 10^{14} M_{\odot}$. Comme l'amas précédent, RCS2345 a été observé avec ACS/WFC en bandes $F775W$ et $F850LP$ en juillet 2006. Les temps d'exposition sont respectivement de 4450 s et 9680 s. Le *seeing* reste inchangé pour les deux bandes, à $0,11''$. Les images en infrarouge proche ont été acquises par ISAAC en juillet 2003 pour la bande J et par HAWK-I en octobre 2010 pour la bade Ks. La qualité de l'image HAWK-I reste meilleure avec une valeur de $0,39''$ alors que celle de l'image ISAAC est de $0,56''$.

3.1.7 XMMLSS 0223 à $z = 1,22$

XMM0223 a été découvert dans le relevé à grande échelle XMM (XLSS, pour XMM Large Scale Survey, Pierre *et al.*, 2004; Andreon *et al.*, 2005). Jee *et al.* (2011) ont estimé la masse du Viriel de l'amas à partir de l'analyse de lentilles gravitationnelles faibles : $M_{200} = 7,4_{-1,8}^{+2,5} \times 10^{14} M_{\odot}$, valeur plus de deux fois supérieure à celle estimée à partir des mesures en rayon X (Bremer *et al.*, 2006). Nous utilisons dans ce travail les images optiques issues de ACS/WFC dans les bandes passantes $F775W$ et $F850LP$, acquises en septembre et juillet 2005 avec des temps d'exposition de 3380 s et 14 020 s, respectivement. Cette fois, le *seeing* est $0,18''$ et $0,2''$ respectivement. Les deux images en infrarouge proche dans les bandes Js et Ks ont été prises par HAWK-I en novembre 2009. Le *seeing* de ces images est de $0,40''$ dans la bande Js et de $0,38''$ dans la bande Ks. Nous avons 23 galaxies confirmées spectroscopiquement pour cet amas (Bremer *et al.*, 2006; Meyers *et al.*, 2010).

3.1.8 RDCS J1252-2927 à $z = 1,23$

L'amas RDCS1252 a été confirmé à un redshift de 1,23 par une vaste campagne spectroscopique sur le VLT (Lidman *et al.*, 2004). La masse du Viriel basée sur les analyses de lentilles gravitationnelles sur des images ACS profondes est de $M_{200} = 6,8^{+1,2}_{-1,0} \times 10^{14} M_{\odot}$ (Jee *et al.*, 2011), alors que les mesures en X donne $M_{200} = 7,6 \pm 1,2 \times 10^{14} M_{\odot}$ (Ettori *et al.*, 2009). Nous avons, pour cet amas, 38 galaxies avec des redshifts spectroscopiques issus de Demarco *et al.* (2007). Les images ACS/WFC en bandes *F775W* et *F850LP* ont été acquises en mai 2002 avec une qualité d'image de $0,12''$ pour chaque bande. Les temps d'exposition sont respectivement de 29 945 s et de 57 070 s. Les données en infrarouge proche ont été obtenues sur l'instrument ISAAC en bandes Js et Ks avec un *seeing* de $0,51''$ et $0,42''$ respectivement.

3.1.9 XMMU J2235-0436 à $z = 1,39$

XMM2235 est un des amas les plus massifs émettant en X à un redshift supérieur à 1, avec une masse du Viriel de $M_{200} \sim 6 \times 10^{14} M_{\odot}$ (Rosati *et al.*, 2009). Les images en optique ont été acquises par ACS/WFC dans les bandes *F775W* et *F850LP* en juin 2005. Le temps total d'exposition est de 8150 s et de 14 400 s respectivement. Le *seeing* est de $0,1''$ pour chaque image. Les images proche infrarouge en bandes Js et Ks ont été prises avec HAWK-I en octobre 2007 avec une qualité de $0,52''$ et $0,37''$ respectivement. Nous possédons 31 galaxies confirmées spectroscopiquement dans cet amas (Rosati *et al.*, 2009).

3.1.10 XMMXCS J2215-1738 à $z = 1,45$

XMM2215 était l'amas confirmé au redshift le plus haut de ce relevé (Stanford *et al.*, 2006). Sa masse du Viriel déduite des mesures en X est de $M_{200} = 2,0^{+0,5}_{-0,6} \times 10^{14} M_{\odot}$ (Hilton *et al.*, 2010; Jee *et al.*, 2011). Tout comme XMM2235, les images optiques ont été obtenues avec ACS/WFC en bandes *F775W* et *F850LP* en avril 2006. Les temps d'exposition dans ces longueurs d'onde sont respectivement de 3320 s et 16 935 s. Le *seeing* est de $0,1''$ pour les deux images. Les données proche infrarouge en bandes Js et Ks ont été acquises avec HAWK-I en septembre et octobre 2009 avec une qualité d'image de $0,54''$ et $0,43''$ respectivement. 52 galaxies ont été confirmées spectroscopiquement dans cet amas (Hilton *et al.*, 2010).

3.2 L'échantillon de galaxies de champ

L'échantillon des galaxies de champ est issu de quatre ensembles de données différents.

3.2.1 Extrait du relevé HCS

Dans un premier temps, nous avons sélectionné des galaxies de champ dans le relevé HCS avec des redshifts spectroscopiques en s’assurant que les galaxies n’appartiennent pas aux amas considérés. Pour cela, nous avons choisi de sélectionner les galaxies en dehors des amas avec le critère : $|z - z_{cl}| > 0,02$ où z est le redshift de la galaxie et z_{cl} , celui de l’amas. En effet, la relation entre le redshift — qui est aussi une mesure de la distance — et la vitesse est $z \approx v/c$ à $z \lesssim 1$ quand v est petite devant la vitesse de la lumière dans le vide c . En considérant la vitesse de dispersion maximale de nos amas $\sigma_{max} \approx 1000 \text{ km.s}^{-1}$, la distance caractéristique des galaxies par rapport au centre de l’amas en redshift correspond à $dz \sim \sigma_{max}/c$. La probabilité de sélectionner des galaxies appartenant à l’amas devient très faible au-delà de $3\sigma_{max}$, ce qui donne $dz \sim 0,01$. Le critère choisi nous assure donc d’être suffisamment éloigné du centre de l’amas.

3.2.2 Extrait du relevé COSMOS

Pour augmenter le nombre de galaxies dans l’échantillon, nous avons ajouté des galaxies issues du relevé COSMOS (Scoville *et al.*, 2007b). Il s’agit d’un relevé couvrant une surface de $\sim 2 \text{ deg}^2$ observé par la caméra ACS/HST dans la bande $F814W$ avec des suivis panchromatiques au sol et dans l’espace ; il est dédié à l’étude de l’évolution des galaxies en fonction du redshift et à l’environnement des structures à grande échelle. En plus des données HST, COSMOS regroupe des données du télescope spatial infrarouge Spitzer, du télescope japonais SUBARU et du télescope spatial Galex en ultraviolet.

La bande i de COSMOS correspond à la bande $F814W$ et est plus large que la bande i du relevé HCS. Les images en bande i ont été acquises avec la caméra ACS du télescope spatial Hubble sur un temps d’exposition de 2028 s (Scoville *et al.*, 2007a). Nous avons vérifié que les tailles estimées étaient fiables dans l’intervalle de redshifts considéré (voir dans le chapitre suivant, section 4.2.5). Dans cet échantillon, nous prenons les galaxies de champ décrites dans Huertas-Company *et al.* (2013) dans le même intervalle de redshift que nos amas ($0,7 < z < 1,6$). La sélection exacte de l’échantillon sera expliquée dans la partie 4.5.3 du chapitre 4. Dans la suite, cet échantillon sera appelé l’échantillon COSMOS.

3.2.3 Extrait du relevé GOODS

L’étude précédente de Raichoor *et al.* (2012) nous a permis d’ajouter 24 galaxies de champ dans un intervalle de redshifts élevés $1,1 < z < 1,4$. Ces galaxies ont été extraites des observations GOODS (pour *Great Observatories Origins Deep Survey*, Dickinson et GOODS Legacy Team, 2001) du champ profond Sud de Chandra (CDF-S,

pour *Chandra Deep Field South*, Giacconi *et al.*, 2002; Giavalisco *et al.*, 2004). Le relevé GOODS est un relevé panchromatique ; il couvre une surface totale de près de 320 arcmin^2 . Les données ACS/HST dans les bandes B , V , i et z sont associées à des données Spitzer pour l’infrarouge et ISAAC pour la bande K.

Nous nommerons cet échantillon dans la suite *l’échantillon GOODS*. Cet échantillon a été sélectionné à partir du catalogue public GOODS-MUSIC v2 (Santini *et al.*, 2009; Raichoor *et al.*, 2011).

3.2.4 Extrait du relevé CANDELS

Pour finir, nous avons ajouté à notre échantillon de champ des galaxies sélectionnées dans le relevé ultra profond UKIRT (UDS, pour *Ultra Deep Survey*) et le champ GOODS-South du relevé CANDELS de Newman *et al.* (2012). CANDELS (pour *Cosmic Assembly Near-infrared Deep Extragalactic Legacy Survey*, Grogin *et al.*, 2011; Koekemoer *et al.*, 2011) est un relevé photométrique profond dédié à l’étude des galaxies à haut redshift ($z \sim 3$) observées avec les caméras du HST WFC3 dans l’ultraviolet moyen et le proche infrarouge, et ACS dans l’optique. Il couvre $\sim 800 \text{ arcmin}^2$ en deux parties : un relevé profond couvrant $\sim 125 \text{ arcmin}^2$ dans les champs GOODS-North et GOODS-South (Giavalisco *et al.*, 2004), et un relevé large incluant GOODS, UDS, COSMOS et EGS (pour *Extended Groth Strip*).

Nous avons analysé uniquement les galaxies dans l’intervalle de redshift qui nous intéresse $0,7 < z < 1,6$. La sélection de l’échantillon sera détaillée dans la partie 4.5.3 du chapitre 4. Cet échantillon sera nommé dans la suite de ce manuscrit *l’échantillon CANDELS*.

Chapitre 4

Analyse des données

Sommaire

3.1 L'échantillon de galaxies d'amas	83
3.1.1 Le relevé HCS	83
3.1.2 RX J0152-1357 à $z = 0,84$	86
3.1.3 RCS 2319+0038 à $z = 0,91$	87
3.1.4 XMMU J1229+0151 à $z = 0,98$	88
3.1.5 RCS 0220-0333 à $z = 1,03$	89
3.1.6 RCS 2345-3633 à $z = 1,04$	89
3.1.7 XMMLSS 0223 à $z = 1,22$	89
3.1.8 RDCS J1252-2927 à $z = 1,23$	90
3.1.9 XMMU J2235-0436 à $z = 1,39$	90
3.1.10 XMMXCS J2215-1738 à $z = 1,45$	90
3.2 L'échantillon de galaxies de champ	90
3.2.1 Extrait du relevé HCS	91
3.2.2 Extrait du relevé COSMOS	91
3.2.3 Extrait du relevé GOODS	91
3.2.4 Extrait du relevé CANDELS	92

Dans ce chapitre, je vais développer les méthodes utilisées pour l'analyse de données. Toute l'information que nous avons des galaxies provient de la lumière des étoiles. C'est à partir de la mesure du flux, en particulier de la magnitude apparente dans les différentes longueurs d'onde disponibles, que nous dérivons les grandeurs physiques qui nous intéressent comme la taille, la masse, l'âge ou encore le taux de formation stellaire. Pour l'étude de la relation masse-taille, nous avons bien entendu besoin des grandeurs que sont la taille et la masse. Je vais expliquer ici comment nous les avons estimées, en prenant garde aux erreurs et biais observationnels auxquels nous sommes confrontés.

4.1 Photométrie

L'analyse de données observationnelles commence par la détection des objets visibles sur une image et l'évaluation de leurs caractéristiques photométriques.

4.1.1 Notions utiles

Formation d'une image dans un télescope

Avant de rentrer dans l'analyse de données à proprement parler, regardons comment une image se forme au foyer d'un télescope et de quelle façon celle-ci est transformée par l'instrument.

Dans un cas idéal, selon la théorie de la diffraction, une onde lumineuse provenant d'une source ponctuelle, telle une étoile, qui pénètre dans un système optique comme un télescope va former au foyer de l'instrument une tâche et non un point. Cette tâche est la réponse impulsionnelle de l'instrument ; on la nomme *fonction d'étalement du point* (PSF pour *Point Spread Function* en anglais). La forme de la PSF dépend de la pupille de l'instrument. Pour une pupille circulaire, la PSF est une tâche d'Airy dont la taille caractéristique (en seconde d'arc), correspondant à la largeur à mi-hauteur, dépend du diamètre du télescope D (en m) et de la longueur d'onde observée λ (en μm) de telle sorte que $\theta = \lambda/D$. L'angle θ correspond à la résolution angulaire théorique de l'instrument et donne, au premier ordre, la taille minimale des détails distinguables sur un objet astrophysique étendu avec un télescope donné. L'image d'un objet étendu ayant une distribution d'intensité $I(\vec{r})$ qui se forme au foyer d'un télescope est donnée par la convolution de $I(\vec{r})$ avec la PSF.

En théorie, il est possible d'augmenter la taille du télescope afin d'atteindre la résolution angulaire que l'on souhaite et de résoudre de plus petits détails. Malheureusement, les observations au sol sont dégradées par l'atmosphère qui est un milieu très turbulent. Celle-ci agit sur les fronts d'onde lumineux provenant des objets dans l'espace en introduisant une différence de phase dans l'équation de propagation des ondes électromagnétiques. La taille caractéristique de la PSF est alors déterminée par le paramètre de Fried (1965) r_0 (en m) qui caractérise l'échelle des perturbations atmosphériques et dépend de la longueur d'onde d'observation et de paramètres décrivant la structure de l'atmosphère (masse d'air, indice de réfraction...) ; elle varie donc comme $\theta \sim \lambda/r_0$ et est connue sous le terme de « seeing ».

Construire au sol des télescopes de plus grand diamètre n'apporte donc pas une meilleure qualité d'image. Cela permet seulement de capter plus de photons et donc de détecter des objets plus faiblement lumineux. Pour augmenter la résolution angulaire, on doit soit s'affranchir de l'atmosphère avec des télescopes spatiaux, soit développer des techniques pour corriger les effets de l'atmosphère (optique adaptative).

Flux et magnitude

Toute l'information que l'on va pouvoir tirer des images provient du flux de rayonnement électromagnétique émis dans la bande de longueur d'onde considérée. Il est donc important de bien mesurer la quantité de lumière provenant de l'objet étudié, ici les galaxies.

La brillance de surface d'un objet est définie comme la quantité d'énergie des photons reçue par unité d'aire au niveau de l'observateur et par unité de temps, et émise par unité d'angle dans une direction particulière ; l'unité de la brillance de surface est ainsi $[I] = \text{erg.s}^{-1}.\text{cm}^{-2}.\text{sr}^{-1}$. Intégrer la brillance de surface sur l'objet entier permet d'obtenir le flux de l'objet, f , en $\text{erg.s}^{-1}.\text{cm}^{-2}$. Intégrer ce flux sur une sphère centrée sur l'objet de rayon égal à la distance r entre l'objet et l'observateur donne la luminosité bolométrique de l'objet : $L = 4\pi r^2 f$ en erg.s^{-1} .

Les observations étant réalisées dans une bande passante X , le flux observé d'un objet dans une bande de longueur d'onde particulière est :

$$f_X = \int f_\lambda F_X(\lambda) R(\lambda) T(\lambda) d\lambda, \quad (4.1)$$

où f_λ est le flux de l'objet à une longueur d'onde donnée, $F_X(\lambda)$ correspond à la courbe de transmission du filtre (voir figure 3.2 du chapitre 3), $T(\lambda)$ représente la transmission atmosphérique et $R(\lambda)$, l'efficacité avec laquelle le télescope et l'instrument détectent les photons.

Pour des raisons historiques, le flux d'un objet astrophysique dans une bande passante en optique ou en infrarouge proche est mesuré en terme de magnitude apparente :

$$m_X = -2,5 \log(f_X / f_{X,0}), \quad (4.2)$$

où le flux du point zéro $f_{X,0}$ est traditionnellement le flux dans la bande X de l'étoile Véga. Dans cette thèse, nous utilisons le système de magnitude AB défini par Oke et Gunn (1983) tel que :

$$m_X = -2,5 \log(f_X(\nu)) - 48,6, \quad (4.3)$$

avec $f_X(\nu)$ le flux en fonction de la fréquence, exprimé en $\text{erg.s}^{-1}.\text{cm}^{-2}.\text{Hz}^{-1}$.

De la même façon, la luminosité d'un objet dans une bande de longueur d'onde est estimée à travers sa magnitude absolue ; par définition, c'est la magnitude que verrait un observateur situé à 10 pc de cet objet :

$$M_X = -2,5 \log(L_X) + C_X, \quad (4.4)$$

où L_X est la luminosité de l'objet, souvent exprimée luminosité solaire, dans la bande considérée, et C_X est une constante. Il existe une relation entre la magnitude absolue et la magnitude apparente qui permet de remonter à la distance D de l'objet ; il s'agit

du module de distance :

$$m_X - M_X = -5 \log(D) - 5. \quad (4.5)$$

Enfin, on appelle indice de couleur (ou simplement couleur), la différence entre deux magnitudes ; par exemple $U - B = m_U - m_B$.

La taille d'un objet astrophysique étendu comme une galaxie peut être définie de plusieurs façons. Pour le calcul de flux ou de magnitude, on prend généralement le rayon caractéristique d'un contour isophote (contour de brillance de surface constante) à un seuil de brillance de surface choisi. Il est aussi possible de mesurer le flux dans un rayon d'ouverture fixe ou dans un rayon d'ouverture variable (comme le rayon effectif, le rayon de Kron (1980) ou le rayon Petrosian (1976)), ou de mesurer la magnitude totale d'un objet en intégrant le flux d'un modèle (un profil de Sersic par exemple) ajusté sur l'objet.

Erreurs. L'estimation de la magnitude dépend du rapport signal sur bruit. Celle-ci sera plus difficile à déterminer avec un bruit élevé. À la dégradation de la résolution d'une image par l'atmosphère terrestre, s'ajoute du bruit qui vient altérer la distribution d'intensité d'un objet astrophysique sur le récepteur que l'observation ait lieu au sol ou dans l'espace. Le rapport signal sur bruit dépend à la fois du bruit poissonnien de l'objet et du bruit de fond liés aussi au temps d'exposition. Les sources de bruit de fond comprennent le bruit de lecture de la caméra CCD, le bruit de Poisson du courant d'obscurité, le fond du ciel, et potentiellement de la lumière provenant d'un objet sur la même ligne de visée. Les erreurs sont importantes pour la détermination de la séquence rouge des amas de galaxies, l'estimation des masses et des redshifts photométriques.

4.1.2 Détection des objets : photométrie

La détection des objets dans une image a été réalisée avec le logiciel SExtractor (Bertin et Arnouts, 1996). Nous avons choisi la bande K comme image de référence pour la détection des sources : dans le catalogue total de chaque amas, tous les objets détectés le sont en bande K, ce qui fait un total de 3000 à 5000 objets. Le catalogue résultant fait coïncider les détections en bande K avec les autres bandes de longueur d'onde.

Pour l'analyse des données, nous prenons la valeur de MAG_AUTO qui correspond à la magnitude totale ou celle de MAG_APER qui correspond à une magnitude d'ouverture (magnitude mesurée dans un rayon fixé) comme magnitude dans chaque bande passante en fonction de l'analyse à effectuer. Nous nous restreignons aux objets ayant été détectés dans tous les filtres disponibles par amas avec une magnitude $z_{850} \leq 24$ pour des raisons de fiabilité des mesures que je détaillerai dans la suite.

La couleur qui correspond à la différence de magnitude entre deux bandes, est

calculée avec la magnitude d’ouverture mesurée dans un rayon égal au rayon effectif de chaque galaxie pour éviter des biais systématiques dûs au gradient de couleur interne de la galaxie (van Dokkum *et al.*, 1998, 2000; Scodeggio, 2001).

4.1.3 Erreurs sur la photométrie

Les valeurs de magnitude mesurées dans les différents bandes passantes ne sont bien sûr par exactes et sont entachées d’une incertitude. Les sources d’incertitudes sont multiples : elles peuvent provenir de l’instrument (courant d’obscurité, bruit quantique, bruit thermique, distortion du champ), de l’estimation du fond du ciel dans l’image, du bruit de photons intrinsèque à la source et au ciel. De plus, les images ACS ont la particularité d’avoir une distortion du champ de vue car la caméra n’est pas tout à fait dans l’axe optique du télescope spatial Hubble, et malgré les corrections, il reste toujours une possible déformation des objets entre le centre de l’image et les bords qui peut influencer sur l’estimation des magnitudes et à prendre en compte dans les incertitudes. Le fond du ciel peut également garder des corrélations dues aux algorithmes de ré-échantillonnage utilisés pour effectuer ces corrections.

SExtractor a tendance à sous-estimer l’erreur qu’il mesure sur la magnitude (e.g. Benítez *et al.*, 2004; Giavalisco *et al.*, 2004; Raichoor *et al.*, 2011). J’ai donc réalisé des simulations afin d’estimer les erreurs statistiques sur les magnitudes d’ouverture mesurées par SExtractor qui interviennent dans le calcul de la couleur. Ces erreurs sont en effet importantes à prendre en compte pour déterminer la séquence rouge des galaxies de type précoce (cf. section 4.5.1).

Pour chaque amas et pour chaque bande passante utilisée pour le calcul de la couleur des galaxies (cf. section 4.5.1), 10 000 galaxies, représentatives de l’échantillon de galaxies étudiées, sont simulées. Les galaxies sont modélisées par un profil de Sersic 2D (voir section 4.2.3 pour plus de détails) avec un indice de Sersic suivant la distribution observée sur chaque image du relevé HCS entre $n = 1$ et $n = 6$, un rayon effectif suivant la distribution observée entre $r_e = 0,2$ et $r_e = 1,6''$, un rapport d’axe suivant une distribution uniforme entre $e = 0$ et $e = 0,8$, une inclinaison nulle et ayant une magnitude tirée au hasard dans l’intervalle $m = [20; 24]$ mag. Ce profil de luminosité est construit sur une imagerie vierge de taille 200×200 pixels, ayant la même échelle que l’image réelle. Le flux total de la galaxie est ainsi : $F = 10^{(ZP-m)/2,5}$ où m est la magnitude totale de la galaxie simulée et ZP est la magnitude de référence de l’image, appelé *point zéro*.

Pour passer de l’image idéaliste à une image proche de l’image réelle reproduisant les conditions d’observations, on ajoute un bruit poissonnien à toute l’image et on la convolue par la PSF (voir aussi section 4.2.2) de l’image observée. Chaque galaxie simulée est ensuite plongée dans le fond de l’image réelle, à une position prise au hasard en dehors des zones où des sources détectées par SExtractor.

La magnitude de chaque galaxie simulée est alors mesurée avec SExtractor dans

un rayon d’ouverture fixé au rayon effectif de la galaxie. Nous avons au préalable estimé la magnitude d’ouverture théorique en calculant le flux contenu dans le rayon effectif de la galaxie sans altération, i.e. le flux est mesuré sur le profil de luminosité de Sersic théorique. Les erreurs statistiques sur la magnitude sont ainsi calculées sur 10 000 mesures de magnitudes avec la méthode de coupure à 3σ (3σ clipping), où sont rejetées les valeurs situées à plus de 3σ de la moyenne (σ étant l’écart-type). Une erreur est obtenue par intervalle de 0,2 mag entre 20 et 24 mag et correspond à la dispersion statistique, l’écart-type, calculée sur la différence entre la magnitude d’ouverture mesurée par SExtractor et la magnitude d’ouverture théorique dans l’intervalle de magnitude considérée. Pour une magnitude d’une galaxie réelle mesurée par SExtractor, on attribue alors l’erreur estimée dans le bon intervalle de magnitude par interpolation.

La figure 4.1 résume pour chaque amas et chaque bande passante utilisée dans l’estimation de la couleur, l’erreur photométrique associée à une magnitude. Pour les images observées dans les bandes ACS/HST, les erreurs typiques sur les magnitudes mesurées dans un rayon effectif sont de $\sim 0,03 - 0,07$ mag alors que celles de SExtractor sont de l’ordre de 0,02 mag. Nous trouvons également un décalage systématique entre la magnitude théorique de l’objet simulé et la magnitude mesurée par SExtractor de 0.2 mag, ce qui avait déjà été montré dans les travaux précédents (e.g., Benítez *et al.*, 2004; Giavalisco *et al.*, 2004).

4.2 Estimation de la taille

Dans cette partie, je détaille la méthode utilisée pour estimer la taille des galaxies, pour les galaxies d’amas d’une part, et pour les galaxies de champ d’autre part. Ce travail est basé sur l’analyse des images en bande i_{775} ou z_{850} avec les codes GALAPAGOS (Barden *et al.*, 2005, 2012) et Galfit (Peng *et al.*, 2002).

4.2.1 Principe de base

La taille des galaxies est estimée, après convolution par la PSF de l’image, par ajustement du profil de luminosité sur un profil de Sersic (1968) tel que :

$$I(r) = I_e \times \exp\{-b_n[(r/r_e)^{1/n} - 1]\}, \quad (4.6)$$

où $I(r)$ est la brillance de surface à la distance r du centre, I_e est la valeur de la brillance de surface au rayon effectif r_e , rayon qui contient la moitié de la lumière émise et n , l’indice de Sersic. Le terme b_n est fixé de telle sorte que la moitié de la luminosité totale soit incluse dans le rayon r_e . Pour $n \geq 2$, $b_n \approx 2n - 0.331$ et pour des petites valeurs de n , b_n s’aplatit vers 0. Pour une ellipse, la distance au centre varie comme $r = \sqrt{x^2 + (y/q)^2}$ avec $q = b/a$, le rapport du petit axe sur le grand axe de

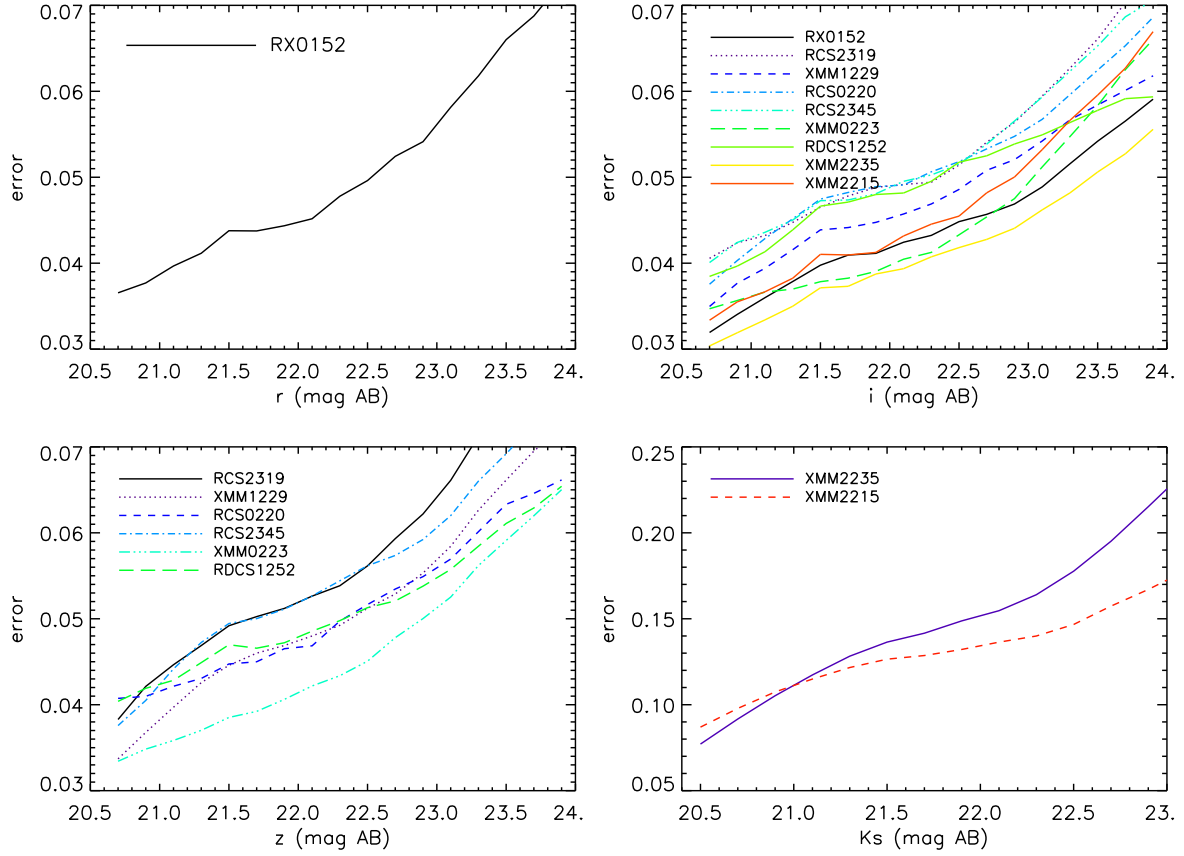


FIGURE 4.1 – Erreurs photométriques en fonction de la magnitude d’ouverture pour chaque amas dans les 4 bandes utilisées pour les couleurs : *en haut à gauche* : erreurs pour la bande r_{625} , *en haut à droite* : erreurs pour la bande i_{775} , *en bas à gauche* : erreurs pour la bande z_{850} , et *en bas à droite* : erreurs pour la bande K_s .

l'ellipse. Le flux total correspondant au flux intégré sur tous les rayons d'un profil de Sersic elliptique ayant un rapport d'axe q est donné par :

$$F_{tot} = 2\pi r_e^2 I_e e^{b_n} n b_n^{-2n} \Gamma(2n) q / R(c), \quad (4.7)$$

où $\Gamma(2n)$ est la fonction gamma d'Euler. $R(c)$ est la fonction qui tient compte de l'écart entre la surface d'une ellipse parfait et celle d'une ellipse déformée.

La figure 4.2 montre des profils de Sersic pour différentes valeurs de l'indice n . Plus n est élevé, plus le profil est piqué au centre et plus il est étendu à grand rayon. Pour des valeurs de n faibles, le profil est plat au centre et s'arrête rapidement quand le rayon augmente. Plus le profil est étendu, donc pour des valeurs de n grandes, plus il est difficile à déterminer. L'estimation du fond du ciel sera un paramètre déterminant dans la bonne estimation du profil afin que les ailes ne soient pas noyées dans le bruit et vues comme le ciel.

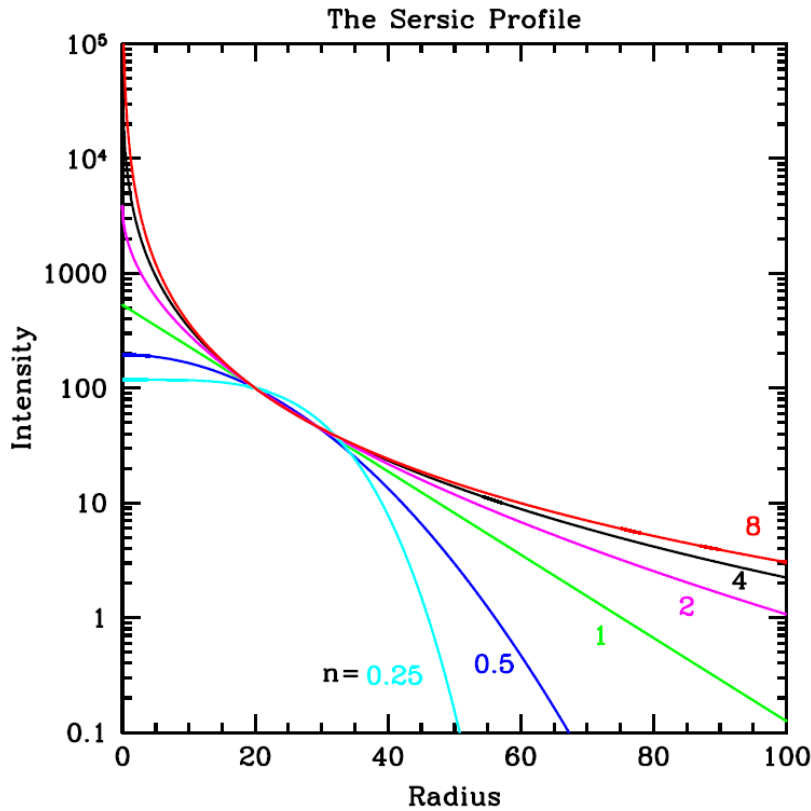


FIGURE 4.2 – Profils de Sersic pour différentes valeurs de n . Plus n est élevé, plus le profil est piqué au centre et plus les ailes extérieures sont étendues.

Auparavant, de Vaucouleurs (1948) avait établi un profil de luminosité pour les galaxies elliptiques dans lequel $n = 4$. Mais il s'est avéré qu'un profil plus général en $r^{1/n}$ était plus proche des observations. La taille d'une galaxies correspond ainsi au rayon effectif.

Nous avons choisi de modéliser une galaxie par un profil de Sersic à une composante à la fois pour des raisons de simplicité et d’homogénéité avec les études précédentes considérant les galaxies de type précoce.

4.2.2 Les galaxies du relevé HCS

Pour les galaxies d’amas comme pour les galaxies de champ du relevé HCS, nous avons estimé la taille sur les images en bande i_{775} pour les deux amas les plus proches RX0152 à $z = 0,84$ et RCS2319 à $z = 0,91$ et en bande z_{850} pour les autres, ce qui correspond aux bandes les plus proches de la bande B dans un référentiel au repos aux redshifts considérés parmi les bandes passantes disponibles.

PSF. Les fonctions d’étalement du point (PSF pour *Point Spread Function*) utilisées pour chaque image ACS/HST en bande i_{775} et z_{850} ont été modélisées avec Tiny Tim spécialement conçu pour le HST (Krist *et al.*, 2011). Les PSFs des images ACS sont stables puisque les observations sont effectuées dans l’espace et très piquées avec une largeur à mi-hauteur de $\sim 0,1''$ (sachant que la taille d’un pixel de ACS est de $0,05''$ /). Tiny Tim génère des PSFs synthétiques à la position demandée sur la caméra. Pour des filtres larges (comme i_{775} et z_{850}) polychromatiques, il génère des PSFs monochromatiques aux longueurs d’onde spécifiées par la courbe de transmission du filtre et les ajoute ensuite, pondérées par le spectre stellaire choisi. Dans le cas de la caméra ACS, la déformation géométrique du champ est prise en compte pour corriger la PSF ; la caméra est, en effet, placée loin de l’axe optique du télescope, ce qui provoque une distortion importante. Déterminer la PSF est nécessaire pour l’estimation de la taille afin de tenir compte de l’étalement du flux dans le modèle du profil de Sersic qui ajuste au mieux la galaxie observée.

Galfit. Le code que nous avons utilisé pour effectuer ce type d’estimation est le code Galfit (v3.0.2 dans cette thèse, Peng *et al.*, 2002). Celui-ci modélise un profil de luminosité 2D à partir d’un profil de Sersic. Il convolue ensuite le profil modélisée avec la PSF de l’image réelle pour prendre en compte les conditions d’observation et ajoute le fond du ciel (paramètre ici fixé). La recherche du meilleur ajustement est réalisée par la méthode du χ^2 , à l’aide de l’algorithme de Levenberg-Marquardt (Press *et al.*, 1997).

Galfit donne en sortie plusieurs paramètres estimés par ajustement du profil de luminosité, comme l’indice de Sersic, le demi-grand axe r_e de l’isophote projetée contenant la moitié de la lumière totale, et le rapport des axes b/a .

Comme la plupart des autres études, nous utilisons le rayon effectif circularisé qui est défini comme :

$$R_{\text{eff}} = r_e \times \sqrt{b/a}. \quad (4.8)$$

GALAPAGOS. Pour estimer les tailles des galaxies sélectionnées de chaque amas, nous utilisons le code IDL GALAPAGOS (Barden *et al.*, 2005, 2012) qui permet d’exécuter SExtractor et Galfit à la suite l’un de l’autre. Il a été spécialement conçu pour être utilisé sur de grands ensembles de données. GALAPAGOS contient également des routines pour découper des imagerie autour de chaque objets à analyser, pour préparer des masques et pour estimer la valeur du ciel de façon robuste.

Ici, nous avons choisi de découper un carré de 2,5 fois le rayon de Kron (1980) déterminé par SExtractor autour de l’objet à étudier. Le ciel est estimé dans un carré centré sur la galaxie étudiée, de la taille de 3 fois l’isophote déterminée par SExtractor. La routine de GALAPAGOS calcule le flux moyen dans un anneau elliptique centré sur l’objet en excluant les autres sources détectées dans l’image pour obtenir le flux en fonction de la distance à l’objet central. Une fois que la pente du profil change de sens (passe du négatif au positif), la routine détermine la valeur du ciel à partir du flux contenu dans les derniers anneaux.

Pour exécuter Galfit, nous avons laissé les contraintes établies par défaut par GALAPAGOS sur l’indice de Sersic, le demi grand axe r_e , le rapport des axes b/a , la position d’angle $P.A.$, et la magnitude (cf. tableau 4.1 pour les détails). Avant l’ajustement, les estimations initiales de la position de l’objet (x, y) , de la magnitude z_{850} , r_e , b/a et $P.A$ sont fixées par les résultats de SExtractor.

Contraintes			
0,2	<	n_{seric}	< 8
0,3	<	r_e	< 750
0.0001	<	b/a	< 1
-360	<	$P.A.$	< 360
-5	<	δmag	< 5
0	<	mag	< 40

TABLE 4.1 – Contraintes pour exécuter GALFIT.

La figure 4.3 représente un résultat d’ajustement de profil de luminosité par Galfit. À gauche, on peut voir l’image réelle centrée sur la galaxie considérée, au milieu, le modèle ajusté par Galfit et à droite, le résidu, c’est-à-dire la différence entre l’image réelle et le modèle.

Résultats. Avec cette méthode, nous obtenons plus de 90 % de convergence pour les galaxies d’amas sur la séquence rouge (voir tableau 4.5). On définit un ajustement comme bon pour Galfit si $mag \leq 24$, $|M_{\text{galfit}} - M_{\text{SE}}| < 0,8$, $0,1 < r_e < 1,6''$ et $n \neq 8$. Les ajustements non fiables sont exclus de l’échantillon final (voir table 4.5 pour le nombre d’exclusions). Cela correspond à $\sim 2\%$ des ETGs d’amas sélectionnées sur la séquence rouge avec $z_{850} < 24$ et $\log(M/M_{\odot}) = 10,5$.

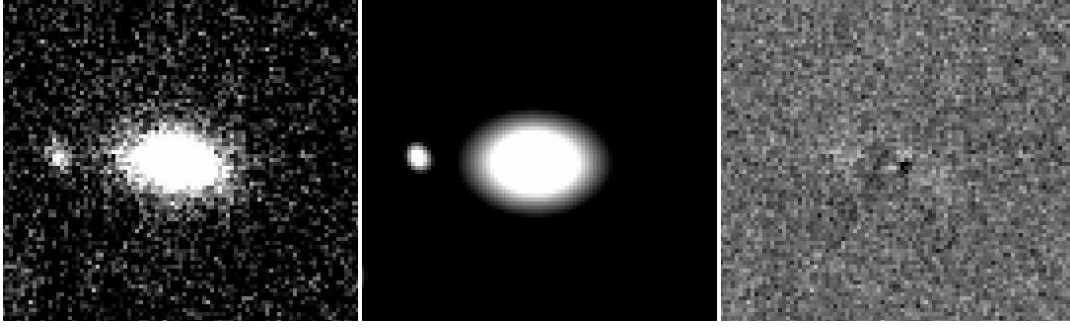


FIGURE 4.3 – Exemple d’ajustement réalisé par Galfit sur une galaxie de type précoce de l’amas XMM1229 : à gauche, la galaxie réelle, au milieu, le modèle et à droite, le résidu.

Une attention particulière est portée sur les galaxies d’amas les plus brillantes (BCGs, pour *Brightest Cluster Galaxies*) qui correspondent aux galaxies centrales. Celles-ci sont souvent très étendues mais l’ajustement est difficile à réaliser à cause de la densité de galaxies élevée au centre de l’amas. Les profils de luminosité des BCGs pour lesquelles les ajustements n’ont pas convergé ont été ré-ajustés avec Galfit en fixant $n = 4$ et en utilisant les valeurs obtenues lors du premier ajustement pour les autres paramètres comme valeurs initiales.

4.2.3 Fiabilité de la méthode

Pour évaluer la fiabilité de la méthode d’estimation de la taille, nous avons réalisé des simulations en plongeant des galaxies simulées dans le fond de l’image réelle pour estimer l’écart entre les paramètres d’entrée et les paramètres évalués par Galfit.

Les galaxies simulées sont générées avec une magnitude m , un rayon effectif r_e , un indice de Sersic n et une ellipticité e donnés. Le profil de luminosité modélisé suit un profil de Sersic à 2 dimensions de telle sorte que le flux total soit égal au flux F correspondant à la magnitude fixée initialement : $F = 10^{(ZP-m)/2.5}$ où ZP est le point zéro de l’image réelle. Le centre de la galaxie est suréchantillonné d’un facteur 50 pour résoudre correctement le profil piqué au centre et ne pas surévaluer le flux. La galaxie simulée à la position (x_0, y_0) a ainsi pour profil 2D :

$$I(x, y) = I_e \times \exp \left\{ -b_n \left[\left(\frac{\sqrt{(x - x_0)^2 + (1/1 - e^2) \times (y - y_0)^2}}{r_e} \right)^{1/n} - 1 \right] \right\}, \quad (4.9)$$

où :

$$b_n = 2n - \frac{1}{3} + \frac{1}{405n} + O(n^{-2}), \quad (4.10)$$

et le facteur de normalisation :

$$I_e = \frac{F}{\iint \exp \left\{ -b_n \left[\left(\frac{\sqrt{(x-x_0)^2 + (1/1-e^2) \times (y-y_0)^2}}{r_e} \right)^{1/n} - 1 \right] \right\} dx dy} \quad (4.11)$$

Les galaxies simulées sont placées à la position des galaxies réelles de l'image ACS WFC en bande z_{850} . Une fois que toutes les galaxies sont placées, on ajoute un bruit poissonnien et on convolue l'image simulée par la PSF de l'image réelle. Enfin, on ajoute le fond du ciel construit comme une image composite de plusieurs parties de l'image ACS sans source détectée.

Pour l'image totale simulée, nous avons généré 1200 galaxies (pour obtenir une densité comparable à celle de l'amas) avec une magnitude prise au hasard uniformément dans l'intervalle $[20, 26]$, un rayon effectif entre 0,2 et 1,5'', un indice de Sersic uniformément distribué entre 1 et 6, et une ellipticité entre 0 et 0,8.

La figure 4.4 montre les résultats des paramètres des galaxies simulées mesurés par Galfit à travers GALAPAGOS en fonction des paramètres d'entrée et la différence par rapport aux paramètres d'entrée de chaque galaxie quantifiée de la façon suivante :

$$\delta r_e = \frac{r_{e,\text{out}} - r_{e,\text{in}}}{r_{e,\text{in}}}, \quad \delta mag = mag_{\text{out}} - mag_{\text{in}}, \quad \delta n = \frac{n_{\text{out}} - n_{\text{in}}}{n_{\text{in}}}. \quad (4.12)$$

Pour chaque grandeur, nous calculons la valeur moyenne et l'écart-type par la méthode dite de « la coupure à 3σ ». La figure en bas à droite représente les écarts entre les paramètres estimés et les paramètres d'entrée en fonction de la brillance de surface d'entrée, $\mu_{\text{in}} = mag_{\text{in}} + 2,5 \log(2\pi r_{e,\text{in}}^2)$.

Les résultats sont robustes pour les objets plus brillants que 24 mag et plus petits que 1,5'' avec un indice de Sersic dans l'intervalle $[1, 6]$. Les tailles peuvent être retrouvées avec une erreur systématique inférieure à 0,1 et une dispersion plus faible que 0,3 jusqu'à une brillance de surface de 24 mag·arcsec⁻². Nous pouvons donc avoir confiance dans les rayons effectifs mesurés par Galfit pour les galaxies plus brillantes que $z_{850} = 24$ mag et ayant des tailles plus petites que $r_e = 1,5''$.

4.2.4 Estimation de la taille des galaxies de champ

Je vais maintenant détailler les méthodes employées pour estimer la taille des galaxies dans les autres échantillons à ma disposition.

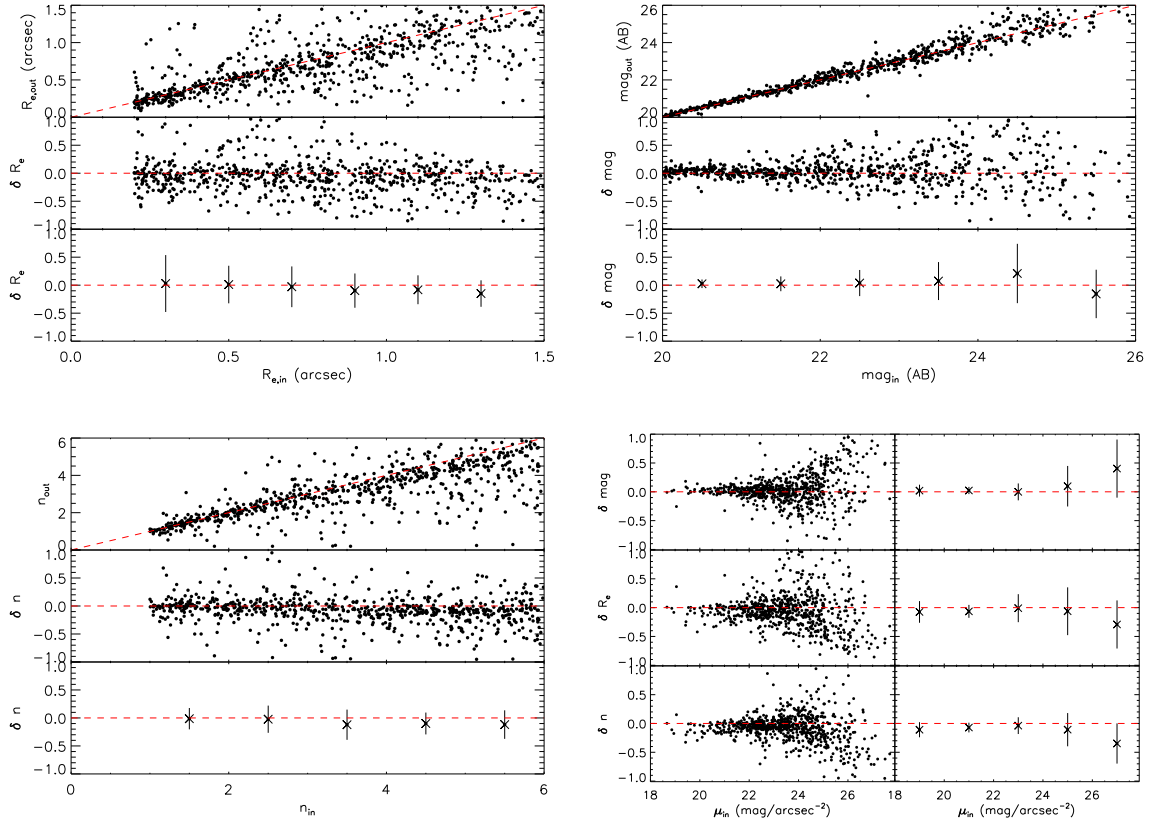


FIGURE 4.4 – Pour chaque graphe, les panneaux de gauche représentent la différence entre le paramètre estimé par Galfit et le paramètre d’entrée en fonction du rayon d’entrée (en haut à gauche), de la magnitude d’entrée (en haut à droite), de l’indice de Sérsic d’entrée (en bas à gauche) et de la brillance de surface (en bas à droite) avec $\delta r_e = (r_{e,out} - r_{e,in})/r_{e,in}$, $\delta mag = (mag_{out} - mag_{in})$, $\delta n = (n_{out} - n_{in})/n_{in}$, et dans les panneaux de droite sont représentées la valeur moyenne et la dispersion estimés dans différents intervalles avec la méthode de la coupure à 3σ .

bin μ_{in}	$n_{obj} - 3\sigma$	$\langle \delta r_e \rangle$	$\sigma(\delta r_e)$	$\langle \delta mag \rangle$	$\sigma(\delta mag)$	$\langle \delta n \rangle$	$\sigma(\delta n)$
[18, 20]	13	-0,07	0,19	0,02	0,10	-0,11	0,13
[20, 22]	98	-0,06	0,11	0,02	0,06	-0,07	0,08
[22, 24]	315	-0,01	0,24	-0,001	0,15	-0,04	0,15
[24, 26]	225	-0,06	0,41	0,1	0,35	-0,11	0,29
[26, 28]	46	-0,3	0,42	0,4	0,50	-0,35	0,35

TABLE 4.2 – Biais et dispersions entre les quantités simulées (r_e, mag, n) et les résultats issus des ajustements par GALAPAGOS et Galfit en fonction de la brillance de surface.

Dans l’échantillon COSMOS

Les tailles des galaxies de champ extraites du relevé COSMOS ont également été estimées en utilisant GALAPAGOS sur les images ACS WFC dans la bande $F814W$

(Huertas-Company *et al.*, 2013). Tous les profils de luminosité des galaxies ont été ajustés sur des profils de Sersic 2D avec les paramètres par défaut de GALAPAGOS testés dans l'étude de Häussler *et al.* (2007). La PSF utilisée pour l'ajustement est extraite de Rhodes *et al.* (2007), qui ont calculé des modèles de PSFs spatialement variables pour le relevé COSMOS en prenant en compte les variations de position du foyer du télescope spatial Hubble. Dans ce travail, il n'a été utilisé qu'une simple PSF (estimée à la position moyenne du foyer pour le relevé COSMOS $\Delta = -2 \mu\text{m}$) pour toutes les galaxies.

Nous avons réalisé des simulations similaires à celles des images du relevé HCS afin d'évaluer la précision de Galfit sur les images en bande i_{814} de COSMOS et trouvé des résultats analogues aux images en bande z_{850} de HCS pour des magnitudes inférieures à 24 mag AB. Les résultats de ces simulations sont représentés sur la figure 4.5. Les tailles mesurées dans l'échantillon COSMOS dans la bande i_{814} ne sont pas biaisées et ont une erreur systématique inférieure à 0,1 et une dispersion plus faible que 0,2 jusqu'à $i_{814} = 24$ mag.

Nous avons vérifié que les résultats sont robustes face aux variations spatiales de la PSF en simulant une image avec une PSF et en estimant la taille des galaxies simulées avec GALAPAGOS avec une autre PSF dans les limites de variations attendues. Les résultats sont similaires aux simulations réalisées en utilisant une seule PSF pour la construction des images et leur analyse.

Pour vérifier qu'aucun biais ne pourrait être dû à la bande passante utilisée, nous avons mesuré les tailles des galaxies du relevé HCS sur les images en bande i_{775} et trouvé aucune différence dans les rayons effectifs entre les bandes z_{850} et i_{775} . L'erreur systématique sur la mesure des tailles en bandes i_{775} et z_{850} est inférieure à 0,15 avec une dispersion de 0,3 pour $0,1'' < r_e < 1,5''$ comme on peut le voir sur la figure 4.6.

Dans l'échantillon GOODS-S

Raichoor *et al.* (2012) ont estimé les tailles des galaxies de champ sur les images ACS WFC en bande z_{850} en utilisant Galfit avec une valeur du ciel fixée. La PSF utilisée a été construite à partir d'étoiles réelles des images, en les normalisant et en prenant la valeur médiane de chaque pixel. Pour chaque galaxie, une imagerie a été découpée centrée sur la galaxie. L'ajustement Galfit a été fait simultanément sur tous les objets détectés sur l'imagerie dans un rayon de $2,5''$, et en masquant les autres objets détectés grâce à l'image de segmentation extraite de SExtractor. L'estimation du ciel est réalisée sur une imagerie plus grande centrée sur la galaxie considérée en masquant les objets détectés avec les ellipses obtenues en sortie de SExtractor et en prenant la valeur médiane des pixels restants.

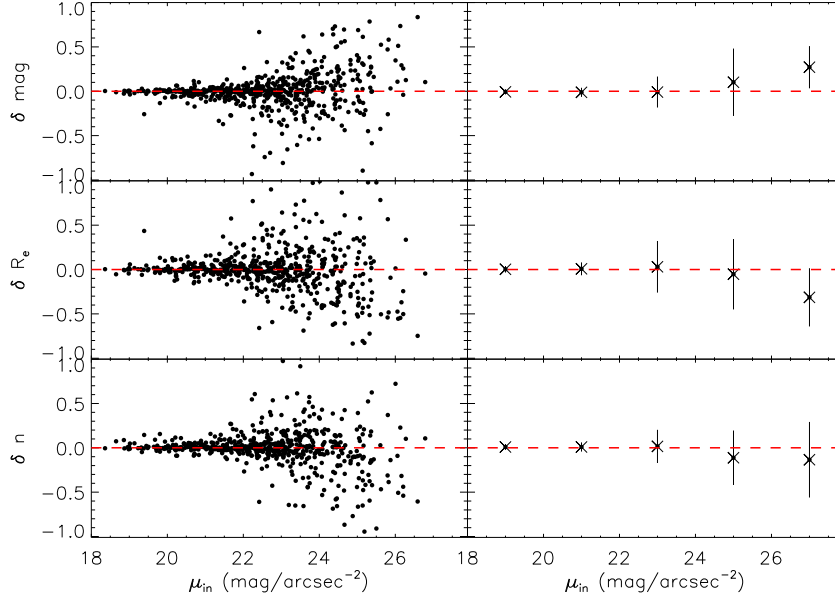


FIGURE 4.5 – Résultats des simulations pour tester la précision de l’estimation des tailles pour l’échantillon COSMOS. Les panneaux de gauche représentent la différence entre le paramètre estimé par GALFIT et le paramètre d’entrée en fonction de la brillance de surface (tel que $\delta r_e = (r_{e,out} - r_{e,in})/r_{e,in}$, $\delta mag = (mag_{out} - mag_{in})$, $\delta n = (n_{out} - n_{in})/n_{in}$), et dans les panneaux de droite sont représentées la valeur moyenne et la dispersion estimées dans différents intervalles, avec la méthode du 3σ -clipping.

Dans l’échantillon CANDELS

Les tailles des galaxies de l’échantillon CANDELS nous ont été transmises par Andrew Newman. Elles sont également mesurées avec Galfit. Dans le relevé UDS, les tailles ont été estimées sur les images ACS en bande *F814W* pour les galaxies ayant $0,7 < z < 0,9$, et en bande *F125W* pour celles ayant $0,9 < z < 1,6$. Dans le relevé GOODS-S, ils ont utilisé les bandes *F850LP* pour les galaxies avec $0,75 < z < 1,1$ et *F125W* pour les galaxies avec $1,1 < z < 1,6$.

4.3 Estimation de la masse

Dans cette section, je vais détailler la méthode utilisée pour déterminer la masse des galaxies d’amas et de champ. Tout d’abord, je vais présenter la notion de modèle de population stellaire en me concentrant sur le modèle utilisé dans cette thèse avant de décrire la méthode choisie pour chaque type de galaxies.

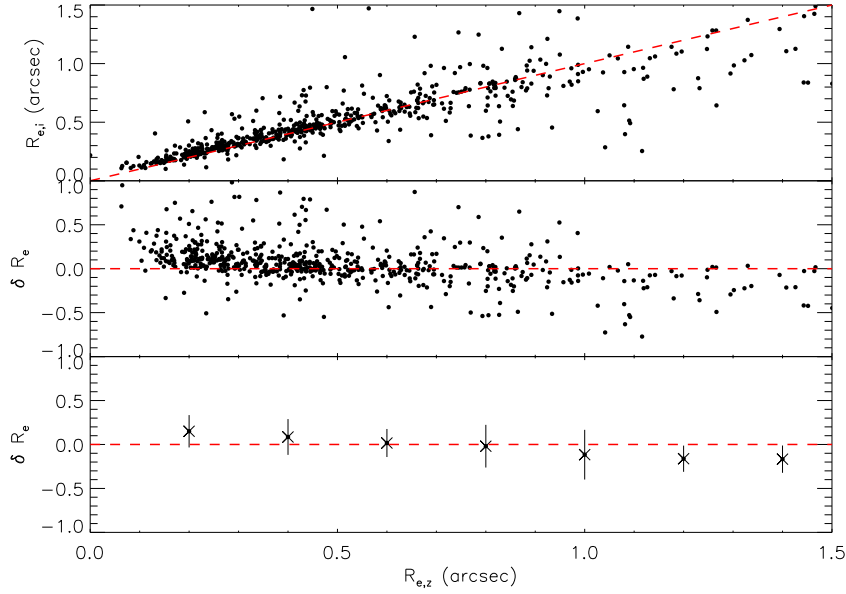


FIGURE 4.6 – Comparaison des tailles mesurées en bande i_{775} et z_{850} . Le panneau du haut représente la taille mesurée en bande i_{775} en fonction de celle mesurée en bande z_{850} , le panneau du milieu représente la différence entre la taille estimée en bande i_{775} et celle estimée en bande z_{850} en fonction de la taille en bande z_{850} avec $\delta r_e = (r_{e,i} - r_{e,z})/r_{e,z}$, et le panneau du bas correspond à la valeur moyenne et à la dispersion estimées dans différents intervalles de $r_{e,z}$ avec la méthode de la coupure à 3σ .

4.3.1 Modèles de populations stellaires

Comme nous l’avons vu précédemment, l’information sur les galaxies provient essentiellement des étoiles qui la composent. Il est donc important d’appréhender les bases de l’évolution stellaire afin de pouvoir extraire les grandeurs caractéristiques des galaxies que sont sa masse, son âge, sa métallicité... Dans la suite, je présente brièvement la notion d’évolution stellaire et de spectre utiles pour l’étude des galaxies avant de décrire le modèle de population stellaire utilisé dans ce travail pour déterminer la masse des galaxies.

L’évolution stellaire et le spectre des galaxies

Il est bien connu que les étoiles ont une durée de vie finie : elles naissent, vivent et meurent en émettant du rayonnement électromagnétique tout au long de ce cycle. Mais le rayonnement qu’elles émettent fluctue et dépend du stade d’évolution de l’étoile et cette évolution dépend, elle, de sa masse. Plus une étoile est massive, plus elle sera lumineuse, plus sa température de surface sera élevée et plus sa durée de vie sera courte.

Diagramme Hertzsprung-Russell (HR)

Le diagramme HR est un outil puissant pour l'analyse de l'évolution stellaire. Il représente la température d'une étoile en fonction de sa luminosité ou de manière équivalente, sa couleur en fonction de sa magnitude bolométrique. Un exemple de diagramme HR est représenté sur la figure 4.7 pour environ 20 000 étoiles observées par le satellite Hipparcos. Les étoiles n'occupent que certaines parties dans ce diagramme et vont changer de position au cours de leur évolution.

Quelque soit sa masse, une étoile, une fois en équilibre hydrostatique, amorce la fusion de l'hydrogène en son cœur et se place dans le diagramme HR sur la zone appelé la séquence principale (MS, pour *Main Sequence*). La durée passée sur la séquence principale correspond à la période pendant laquelle l'étoile brûle son hydrogène ; elle dépend de la masse de l'étoile. A la fin de sa vie « paisible », lorsque l'étoile aura brûlé tout l'hydrogène en son cœur, elle va quitter la MS et son évolution ultérieure va dépendre de la masse qu'elle avait à sa naissance.

Une galaxie est constituée d'étoiles de différentes masses et de différents âges. On peut représenter sur le diagramme HR la position d'un ensemble d'étoiles de masses différentes ayant le même âge : cette représentation est appelée une isochrone. Des exemples d'isochrones sont représentés sur le diagramme de gauche de la figure 4.8. On voit bien que, pour un âge fixé, les étoiles de masses différentes ne sont pas au même stade d'évolution car elles occupent des parties du diagramme HR complètement différentes. On peut faire un exercice similaire en positionnant dans le diagramme HR des étoiles à masse fixée et à différents stades d'évolution : c'est ce qu'on appelle les trajets évolutifs dont des exemples sont représentés sur la partie droite de la figure 4.8. On voit bien avec ce type de représentation qu'une galaxie composée d'un ensemble d'étoiles inhomogène en masse et en âge va émettre de la lumière dans une large gamme de longueurs d'onde, avec une intensité variable en fonction de la population stellaire qui la compose.

Distribution spectrale d'énergie

Comme je l'ai évoqué précédemment, le rayonnement électromagnétique des étoiles couvre un large domaine de longueurs d'onde λ ou, de manière équivalente, de fréquences $\nu = c/\lambda$. On caractérise ce rayonnement par une intensité monochromatique I_ν qui varie avec la fréquence ν . Plus couramment, on se réfère à la densité de flux F_ν provenant de la source avec $F_\nu = \int_\omega I_\nu \cos \theta d\omega$, où θ est l'angle entre la source et la normale au plan de réception du signal, et ω est l'angle solide dans lequel émet la source. Le spectre, ou distribution spectral d'énergie (SED pour *Spectral Energy Distribution*), est ainsi la dépendance de cette quantité en fonction de la fréquence ou de la longueur d'onde. Le spectre d'une galaxie est la somme des spectres des étoiles qui la composent. Il va donc nous renseigner sur la nature et la structure de la galaxie toute entière.

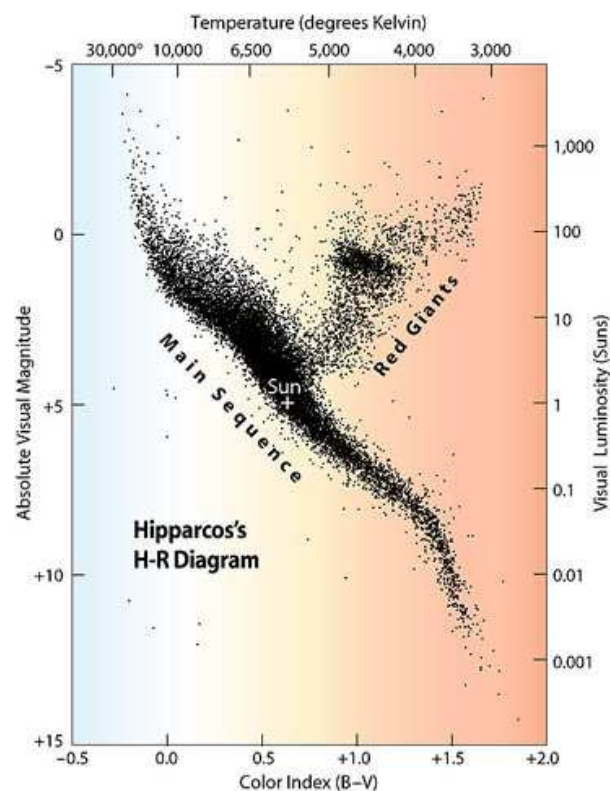


FIGURE 4.7 – Diagramme Hertzsprung-Russell réalisé avec les données Hipparcos de 20 835 étoiles.

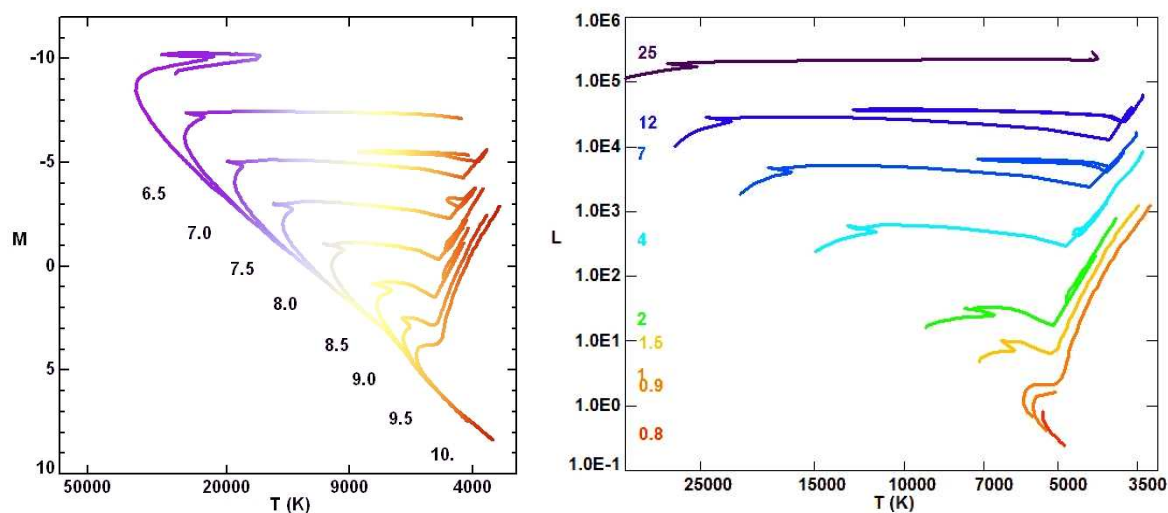


FIGURE 4.8 – *Figure de gauche* : Isochrones d'étoiles : position des étoiles de différentes masses à âge fixé pour une métallicité donnée. *Figure de droite* : Trajets évolutifs pour des étoiles de différentes masses initiales. Crédits : Observatoire de Paris / U.F.E.

Modèle de Bruzual & Charlot (2003)

Il est essentiel pour les astrophysiciens de réussir à modéliser l'évolution des populations stellaires afin de reproduire les SED de galaxies et d'en déduire des caractéristiques physiques comme la masse, l'âge, la métallicité ou le taux de formation stellaire. Plusieurs méthodes ont été développées pour modéliser les SED de galaxies, mais je vais me concentrer dans cette partie sur le modèle de Bruzual et Charlot (2003) (que l'on notera BC03 dans la suite) que nous avons utilisé dans ce travail.

Le modèle BC03, l'un des plus utilisés à l'heure actuelle, se base sur la méthode de synthèse évolutive (Tinsley, 1972a). Auparavant, Faber (1972) avait développé la méthode de synthèse de population, qui modélisait une SED de galaxie par une combinaison linéaire de SEDs d'étoiles de différents types observés. Cependant, cette méthode ne prend pas en compte l'évolution stellaire et ne permet pas de faire évoluer un spectre de galaxie dans le temps. La méthode de synthèse évolutive, elle, prend en compte l'évolution en supposant une histoire de formation stellaire pour décrire le taux de formation stellaire d'une galaxie en fonction de temps, et une fonction de masse initiale pour déterminer la distribution en masse des étoiles nouvellement formées. Des trajets évolutifs donnent ensuite l'évolution des étoiles dans le diagramme HR pour une masse et une métallicité données. Enfin, un spectre réel, extrait d'une bibliothèque de spectres d'étoiles observés, est associé à chaque étape de l'évolution dans le diagramme HR. L'approche de BC03 permet, en outre, de construire des isochrones évoluant de manière continue (Charlot et Bruzual, 1991), pouvant ainsi éviter un lissage artificiel *a posteriori* qui était nécessaire jusqu'à présent.

Un élément essentiel de la méthode de synthèse évolutive est la notion de population stellaire simple (SSP, pour *Simple Stellar Population*). Une SSP correspond à un ensemble d'étoiles formées au même instant, de composition chimique homogène et dont on modélise l'évolution passive. C'est la brique de base qui permet de déduire la SED d'une galaxie pour une histoire de formation stellaire quelconque. Un exemple de spectres pour un modèle BC03 de SSP est représenté sur la figure 4.9 avec une métallicité solaire et pour des âges différents.

Les modèles de populations stellaires de BC03 se basent sur la technique de synthèse d'isochrones pour décomposer une population stellaire avec une histoire de formation stellaire donnée en une série de SSPs. La luminosité $L(t)$ d'une population stellaire à un instant t , caractérisée par un taux de formation d'étoiles $\psi(t)$ et une loi d'enrichissement en métal $\zeta(t)$, peut être écrite comme la somme de SSPs sur tous les instants précédant le temps t :

$$L(t) = \int_0^t \psi(t - t') L_{\text{SSP}}(t', \zeta(t - t')) dt', \quad (4.13)$$

où $L_{\text{SSP}}(t', \zeta(t - t'))$ est la luminosité d'une SSP de métallicité $\zeta(t - t')$ à l'âge t' . On

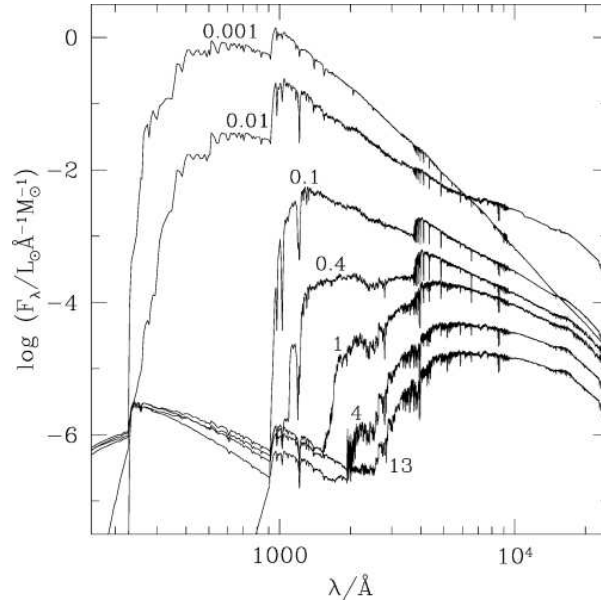


FIGURE 4.9 – Spectre pour un modèle standard de population stellaire simple avec une métallicité solaire et pour des âges différents (exprimés à côté de chaque spectre en Gyr), extrait de Bruzual et Charlot (2003).

peut l'exprimer comme :

$$L_{\text{SSP}}(t', \zeta(t - t')) = \int_{M_{\text{inf}}}^{M_{\text{sup}}} L_M(t', \zeta(t - t')) \phi(M) dM, \quad (4.14)$$

avec $\phi(M)$ la fonction de masse initiale et $L_M(t', \zeta(t - t'))$ la luminosité d'une étoile de masse M , d'âge t' et de métallicité $\zeta(t - t')$. M_{inf} et M_{sup} sont les masses inférieures et supérieures de l'intervalle pour lequel est définie l'IMF.

Dans ce qui suit, je décris les ingrédients utilisés dans le modèle BC03 et dont les caractéristiques sont récapitulées dans le tableau 4.3.

Histoire de formation stellaire

L'histoire de formation stellaire (SFH, pour *Star Formation History*) donne le taux de formation stellaire en fonction du temps. Pour les galaxies de type précoce, la SFH se rapproche au premier ordre d'un modèle de SSP, où toutes les étoiles de la galaxie se forment à un instant donné t_0 . En effet, les galaxies de type précoce sont caractérisées, dans l'Univers local, par une population homogène d'étoiles vieilles. Cela s'explique par le fait que ces galaxies auraient formé leurs étoiles dans un laps de temps relativement court. Ainsi, la SFH pour une galaxie de type précoce peut s'exprimer de la façon suivante :

$$SFR(t) = \begin{cases} 1 & \text{si } t = t_0 \\ 0 & \text{si } t \neq t_0 \end{cases} \quad (4.15)$$

Une approximation plus fine et celle que nous considérons dans ce travail est celle où la SFH décroît exponentiellement avec le temps caractéristique τ . Cela permet de rendre compte de l'étalement de la formation stellaire dans le temps. La SFH s'explique alors de la manière suivante :

$$SFR(t) = \begin{cases} 0 & \text{si } t < t_0 \\ 1/\tau \cdot \exp(-(t - t_0)/\tau) & \text{si } t \geq t_0 \end{cases} \quad (4.16)$$

Il existe d'autres SFHs plus complexes comme la SFH à exponentielle retardée ou ajoutant une SSP à un moment donné (pour rendre compte d'une fusion de galaxies par exemple). Néanmoins, notre choix de SFH simplifiée se justifie par le fait que nous n'avons pas d'information sur l'émission ultraviolette des galaxies, émission qui est nécessaire pour déterminer τ avec précision. De plus, ce choix permet de ne pas introduire de degré de liberté supplémentaire au modèle, et il est largement utilisé dans la littérature.

Fonction de masse initiale

Le deuxième ingrédient indispensable à la méthode de synthèse évolutive est la fonction de masse initiale, qui détermine la distribution en masse des étoiles formées à un instant donné. Salpeter (1955) est le premier à en avoir fait une estimation dans le voisinage solaire pour des masses allant de 0,4 à 10 M_\odot . Le nombre d'étoiles N formées à un instant donné avec la masse M suit une loi de puissance de la forme :

$$\xi(\log M) = \frac{dN}{d(\log M)} \propto M^{-\Gamma}, \text{ avec } \Gamma = 1,35, \quad (4.17)$$

où N est le nombre d'étoiles formées avec une masse comprise dans l'intervalle $[\log M; \log M + d(\log M)]$. Avec des observations plus récentes, on a pu contraindre le profil de l'IMF aux faibles masses et il s'avère que celui-ci s'aplatit pour les étoiles de masses inférieures à $\sim 0,5 M_\odot$ (e. g. Chabrier, 2003).

Dans ce travail, nous utilisons l'IMF plus récente de Chabrier (2003) qui s'exprime de la façon suivante :

$$\xi(\log M) \propto \begin{cases} \exp\left(-\frac{(\log M - \log M_c)^2}{2\sigma^2}\right) & \text{si } M \leq 1 M_\odot, \\ M^{-1,3} & \text{si } M > 1 M_\odot, \end{cases} \quad (4.18)$$

avec $M_c = 0,079 M_\odot$ et $\sigma = 0,69$. Les IMFs dans le modèle BC03 sont calculées pour des masses entre 0,1 et 100 M_\odot .

Il est important de garder en mémoire que les incertitudes sur la forme de l'IMF sont encore grandes comme nous l'avons vu dans la section 1.2.3 du chapitre 1.

Chemins d'évolution stellaire

Les chemins d'évolution stellaire, ou trajets évolutifs, sont issus de la théorie de l'évolution stellaire. Ce sont les fonctions $T_e(m, Z, t)$ et $L(m, Z, t)$ qui donnent la position d'une étoile de masse m et de métallicité Z dans le diagramme HR à l'instant temps t . Autrement dit, ces fonctions donnent les positions occupées dans le diagramme HR par une étoile au cours de son évolution. Afin d'avoir le plus de trajets évolutifs possibles et couvrant le plus de phases d'évolution stellaires possibles, les modèles doivent assembler des chemins issus de différents travaux.

Le modèle de BC03 utilise les chemins d'évolution stellaire de « Padova 1994 » regroupant les travaux de Alongi *et al.* (1993); Bressan *et al.* (1993); Fagotto *et al.* (1994a,b) et ?, puis l'extension, « Padova 2000 » incluant Girardi *et al.* (2000), ainsi que la librairie « Geneva » (Schaller *et al.*, 1992; Charbonnel *et al.*, 1996, 1999).

Bibliothèque de spectres d'étoiles

La bibliothèque de spectres, composée de spectres théoriques et/ou observés, permet d'associer à chaque position ($T_e(m, Z, t), L(m, Z, t)$) dans le diagramme HR un spectre d'étoile. Cette bibliothèque se doit d'être la plus complète possible, couvrir la plus large gamme de longueurs d'onde et être bien calibrée. Elle devrait idéalement contenir un spectre pour chaque masse, chaque métallicité, et chaque phase d'évolution de l'étoile.

Dans le modèle BC03, la bibliothèque utilisée est la bibliothèque semi-empirique STELIB/BaSeL 3.1. STELIB (Le Borgne *et al.*, 2003) fournit les spectres haute résolution dans l'intervalle de longueurs d'onde [3200; 9500 Å] tandis que la bibliothèque BaSeL 3.1 (Westera *et al.*, 2002) contient des spectres dans l'intervalle [91; $1,6 \times 10^6$ Å].

Limites du modèle BC03

Une des limites du modèle de BC03 est le traitement de la phase TP-AGB qui est implémentée de manière différente dans le modèle de Maraston (2005). Les étoiles de masse faible à intermédiaire ($\sim 0,5 - 8 M_\odot$) passent à la fin de leur vie par la branche asymptotique des géantes (AGB, pour *Asymptotic Giant Branch*), phase durant laquelle la fusion de l'hélium a lieu dans les couches supérieures de l'étoile. Ces couches sont alors instables et la luminosité de l'étoile varie beaucoup, d'où le nom de TP-AGB pour *Thermally Pulsing AGB*. Cette phase est critique pour les modèles de population stellaire car difficile à modéliser; elle peut représenter une grande partie du rayonnement infrarouge émis par une galaxie. Maraston *et al.* (2006) ont montré que leur modélisation permet de mieux rendre compte des spectres observés que les modèles BC03. La modélisation impécise de la phase TP-AGB entraîne une sous-estimation du flux dans l'infrarouge et ont un impact sur l'estimation des âges et des masses pour des galaxies âgées de quelques milliards d'années. Les modèles de BC03 vont alors

artificiellement vieillir les galaxies et augmenter leur masse par rapport aux modèles de Maraston (2005). Afin d’améliorer leur modèle, Charlot & Bruzual (2007, en preparation) sont train de tenir compte des nouvelles prescriptions (Marigo *et al.*, 2008) pour le traitement de la phase TP-AGB.

Caractéristique	BC03
Résolution (Å)	[3200;9500] \rightarrow 3 ailleurs \rightarrow 20
Longueur d’onde (Å)	[91; $1,6 \times 10^6$] (6900)
Age (10^9 ans)	[0; 20] (221)
Métallicité (Z_{\odot})	[0,005; 2,5] (6)
Bibliothèque	STELIB/BaSeL 3.1
Trajets évolutifs	Padova (1994) + Charlot (1997)
IMF	Chabrier (2003)

TABLE 4.3 – Caractéristiques du modèle de populations stellaires de BC03.

4.3.2 Principe de l’ajustement avec Le Phare

L’estimation de la masse des galaxies à partir de données photométriques reste encore controversée. L’idée est de trouver le meilleur ajustement d’un modèle de spectre de galaxie sur les points issus des filtres disponibles (valeur du flux à une longueur d’onde donnée). Parmi les paramètres libres dont dépend la modélisation du spectre se trouvent la masse, l’âge ou encore le taux de formation stellaire. Cette méthode est appelée « *SED fitting* » (pour *Spectral Energy Distribution fitting*). La plus grande incertitude concerne la modélisation du spectre de galaxie, qui est la somme des spectres de toutes les étoiles de la galaxies. On ne connaît pas l’évolution stellaire dans ses moindres détails, ce qui produit des incertitudes sur les spectres d’étoiles à un stade évolutif donné. La dégénérescence des paramètres est aussi un problème pour l’ajustement d’un modèle aux données.

Nous avons réalisé l’ajustement avec le code Le Phare (Arnouts *et al.*, 1999; Ilbert *et al.*, 2006). Ce code utilise une méthode de minimisation du χ^2 , qui compare le flux observé F_{obs} dans différents filtres avec le flux issu d’un modèle F_{temp} calculé pour les mêmes filtres. La quantité à minimiser est définie par :

$$\chi^2 = \sum_i \left(\frac{F_{obs,i} - sF_{temp,i}}{\sigma_i} \right)^2, \quad (4.19)$$

où $F_{obs,i}$ et σ_i sont respectivement les flux observés dans un filtre i donné et leur incertitude associée, et $F_{temp,i}$ sont les flux du modèle calculés dans le même filtre. Les flux du modèle dans chaque filtre sont normalisés aux flux observés en choisissant le

facteur s qui minimise la valeur du χ^2 ($\partial\chi^2/\partial s = 0$) :

$$s = \sum_j \left(\frac{F_{obs,j} F_{temp,j}}{\sigma_j^2} \right) / \sum_j \left(\frac{F_{temp,j}^2}{\sigma_j^2} \right). \quad (4.20)$$

Le Phare a été conçu pour estimer des redshifts photométriques mais il permet aussi de sortir des masses lorsque l'on utilise des SEDs synthétiques, comme celles du modèle de BC03. Il est aussi possible d'appliquer des contraintes à la procédure d'ajustement : en définissant un intervalle de redshift, un intervalle d'extinction, la masse attendue et l'intervalle de luminosité absolue.

XMM1229



2162, Zspec = 0.98, Zphot

Idl	Lib	NBand	z	Z	ELaw	E(B-V)	Lir	Age
	1	5	2.0	0.98	1.00	0.10	10.00	9.7

FIGURE 4.10 – Exemple d'un spectre ajusté aux données observationnelles pour une galaxie de l'amas XMM1229 à $z = 0,98$ avec l'image de la galaxie correspondante (figure réalisée avec le logiciel PAPS de Draginda 2010).

La figure 4.10 illustre ces propos avec l'exemple d'une distribution spectrale d'énergie ajustée sur les 5 points de données observés correspondant aux 5 filtres disponibles pour une galaxie de type précoce de l'amas XMM1229 à $z = 0,98$. Le χ^2 vaut 2,0 pour cet ajustement à un redshift fixé au redshift de l'amas, et l'ajustement donne une masse stellaire $M = 4,47 \times 10^{10} M_{\odot}$.

4.3.3 Pour les galaxies d'amas

Pour estimer la masse des galaxies du relevé HCS, nous avons exécuté le code Le Phare (Arnouts *et al.*, 1999; Ilbert *et al.*, 2006) avec les modèles de distribution spectrale d'énergie issus de la librairie de Bruzual et Charlot (2003). L'ensemble de

spectres modélisés est généré avec une IMF de Chabrier (2003), 3 métallicités différentes ($Z = 0,004$, $Z = 0,008$ et $Z = 0,02$, la métallicité solaire), une histoire de formation stellaire exponentiellement décroissante, et sans extinction par les poussières. La SFH est définie par $\psi(t) \propto e^{-t/\tau}$ avec un temps caractéristique τ compris entre 0,1 et 30 Gyrs.

Comme nous avons utilisé Le Phare pour estimer les masses, nous avons fixé le redshift des galaxies au redshift de l’amas afin de limiter la dégénérescence des ajustements. Nous avons donné en paramètres d’entrée les magnitudes dans chacune des bandes disponibles estimées par SExtractor, MAG_AUTO avec l’erreur associée.

La résolution spatiale des observations au sol et dans l’espace passe de $\sim 0,1$ à $\sim 0,5$ arcsec, ce qui peut engendrer un biais dans la photométrie, et donc dans l’estimation de la masse. En effet, si l’on mesure la magnitude dans une ouverture fixée, on risque de ne mesurer que le flux provenant du centre de la galaxie avec une image à faible résolution. Pour évaluer cet effet, nous avons estimé la masse stellaire à partir des magnitudes mesurées dans une ouverture fixée, en tenant compte des corrections d’ouverture. Nous avons pris la valeur de MAG_APER, qui est le flux mesuré dans une ouverture fixée, et ce pour chaque bande. Cette magnitude est ensuite corrigée en utilisant la courbe de croissance de la PSF. La courbe de croissance est réalisée en prenant la valeur médiane de dix étoiles choisies sous le seuil de saturation de l’image, et en soustrayant le ciel estimé comme la valeur médiane de l’arrière-plan. Finalement, la correction d’ouverture a pour valeur la différence entre le flux mesuré à l’intérieur d’un cercle de rayon de $4''$ et le flux mesuré dans le cercle de rayon d’ouverture $1,5''$. La différence trouvée entre les masses estimées avec MAG_AUTO et MAG_APER corrigées est d’environ $0,1 - 0,2$ dex, ce qui est comparable à l’erreur statistique attendue pour des masses stellaires estimées par la méthode de « *SED fitting* » (Swindle *et al.*, 2011). Dans la suite, nous allons utiliser les masses stellaires estimées avec MAG_AUTO. Nous avons également comparé cette méthode avec celle utilisée par Raichoor *et al.* (2011) et trouvé des masses stellaires similaires. Compte-tenu de ces tests, nous pouvons conclure que l’estimation de nos masses est assez robuste.

4.3.4 Pour les galaxies de champ autres que HCS

L’estimation de la masse des galaxies de champ des autres échantillons a été réalisée de la même manière, c’est-à-dire en utilisant la méthode de « *SED fitting* » avec quelques différences au niveau des bibliothèques et IMF utilisées.

Dans l’échantillon COSMOS

Initialement, les masses de l’échantillon COSMOS avaient été estimées par le code bayésien décrit dans Bundy *et al.* (2006) et publiées dans les catalogues de George *et al.* (2011). Ils ont également employé le modèle de BC03 avec une IMF de Chabrier (2003). Nous avons cependant remarqué une différence d’environ $0,2$ dex avec les

masses des galaxies de champ HCS estimées par LePhare. Pour éviter tout biais dû au code utilisé, nous avons recalculé les masses de COSMOS avec Le Phare en utilisant les mêmes paramètres que pour les galaxies de HCS.

Dans l'échantillon GOODS-S

Les masses que nous avons utilisées pour les galaxies de champ GOODS-S ont été estimées par « SED fitting » avec une méthode similaire à celle de Le Phare avec les modèles de BC03, une IMF de Salpeter (1955), une métallicité solaire, pas de poussières et une SFH exponentiellement décroissante (Raichoor *et al.*, 2011).

Pour convertir le résultat en un résultat avec une IMF de Chabrier (2003), il suffit d'appliquer la correction suivante (Bernardi *et al.*, 2010) :

$$\log(M_{\text{Chabrier}}) = \log(M_{\text{Salpeter}}) - 0,25. \quad (4.21)$$

Dans l'échantillon CANDELS

Pour l'échantillon CANDELS, les masses des galaxies avaient été estimées dans Newman *et al.* (2012) par « SED fitting » avec les modèles de Bruzual (2007) (CB07) et une IMF de Salpeter (1955). Pour rester homogène, nous avons donc ré-estimé les masses en utilisant la même méthode que pour les galaxies du HCS avec Le Phare, les modèles de population stellaire BC03 et une IMF de Chabrier.

La figure 4.11 montre la différence entre les masses stellaires obtenues avec les modèles de BC03 avec LePhare et les modèles de CB07 de Newman *et al.* (2012). Ces dernières sont corrigées pour correspondre à des masses obtenues avec une IMF de Chabrier (2003) de la même façon que pour les masses de l'échantillon GOODS-S. La différence est quantifiée avec l'erreur relative :

$$\delta \log(M) = (\log(M_{\text{BC03}}) - \log(M_{\text{CB07}})) / \log(M_{\text{CB07}}). \quad (4.22)$$

On voit que les deux estimations sont très similaires : les différences sont inférieures à 2% quelque soit l'intervalle de masse.

4.4 Détermination de la morphologie

Pour finir, nous avons déterminé la classification morphologique de notre échantillon de façon automatique avec le code GalSVM (Huertas-Company *et al.*, 2008, 2009, 2011) et de façon visuelle afin de comparer les deux types de classification et de s'assurer de la robustesse de la classification automatique.

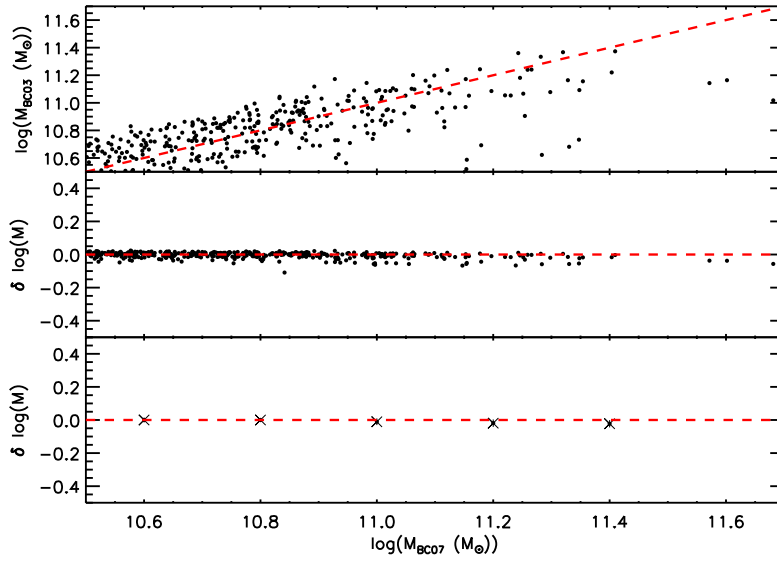


FIGURE 4.11 – Comparaison des masses stellaires obtenues avec les modèles de BC03 avec LePhare et de CB07 de Newman *et al.* (2012) corrigées de l’IMF (pour correspondre à une IMF de Chabrier 2003). En haut, on peut voir la masse estimée avec BC03 en fonction de la masse estimée avec CB07, et en dessous, l’erreur relative entre les deux avec $\delta \log(M) = (\log(M_{BC03}) - \log(M_{CB07})) / \log(M_{CB07})$. Le panneau du bas correspond à la valeur moyenne de l’erreur relative et la dispersion estimées dans différents intervalles de $\log(M_{CB07})$ avec la méthode de la coupure à 3σ .

4.4.1 Classification non-paramétrique

Les premières classifications morphologiques de galaxies ont été réalisées visuellement (Hubble, 1926). Les grands relevés ont cependant permis l’acquisition de quantités d’images de galaxies et une classification automatique s’impose pour quantifier la morphologie des galaxies avec des indicateurs reproductibles. Néanmoins, les classifications visuelles des grands relevés sont toujours d’actualité. On peut citer l’initiative « *Galaxy Zoo* » (Lintott *et al.*, 2008, 2011) qui permet à tout internaute de classer visuellement des galaxies issues du SDSS et de CANDELS. Ainsi, plus d’un demi million de personnes ont déjà classifié plus d’un million et demi de galaxies, chaque objet étant classifié plusieurs fois (~ 40) par différentes personnes afin d’inclure des incertitudes.

Dans cette thèse, nous utilisons une classification automatique dite non paramétrique ; on mesure sur la galaxie réelle des paramètres qui sont corrélés avec le type morphologique. Ce type de méthode a été testée pour classer des galaxies à haut redshift par Abraham *et al.* (1994, 1996). Ils ont défini les paramètres, concentration (C) et asymétrie (A) et montré que le plan C/A permet de bien séparer trois types morphologiques principaux (spirale, elliptique et irrégulière).

La concentration est calculée comme le rapport entre le flux contenu dans une isophote de la galaxie et le flux total de la galaxie, les galaxies elliptiques étant en moyenne plus « concentrées » que les spirales. La définition employée dans la classification utilisée est celle de Bershadsky *et al.* (2000) :

$$C = 5 \log(r_{80}/r_{20}), \quad (4.23)$$

où r_{80} et r_{20} sont les rayons des cercles contenant, respectivement, 80% et 20% du flux total de la galaxie.

L'asymétrie est une mesure du degré de symétrie de la galaxie et s'obtient par la valeur absolue de la différence entre l'intensité de la galaxie et l'intensité de la galaxie tournée à 180° . La classification utilisée emploie la définition de Conselice *et al.* (2000) :

$$A = \frac{1}{2} \left(\frac{\sum |I(i, j) - I_{180}(i, j)|}{\sum I(i, j)} - \frac{\sum |B(i, j) - B_{180}(i, j)|}{\sum I(i, j)} \right), \quad (4.24)$$

où $I(i, j)$ et $I_{180}(i, j)$ sont respectivement l'intensité d'un pixel de la galaxie et celle d'un pixel de la galaxie tournée de 180° , $B(i, j)$ et $B_{180}(i, j)$ sont, pour la galaxie et la galaxie tournée respectivement, l'intensité du bruit de l'image dans une zone de taille égale à celle de la galaxie. Conselice *et al.* (2000) prennent comme position du centre de la galaxie celle qui minimise l'asymétrie.

D'autres paramètres sont également utilisés dans la classification automatique dont nous disposons : la *smoothness*, le coefficient *gini*, et le paramètre M_{20} .

Le paramètre de *smoothness*, aussi appelé *clumpiness*, (S) introduit par Conselice (2003), quantifie le nombre de petites structures au sein de la galaxie, en mesurant les écarts à l'homogénéité de la brillance de surface :

$$S = \frac{1}{2} \left(\frac{\sum |I(i, j) - I_S(i, j)|}{\sum I(i, j)} - \frac{\sum |B(i, j) - B_S(i, j)|}{\sum I(i, j)} \right), \quad (4.25)$$

où $I_S(i, j)$ est, cette fois, l'intensité d'un pixel de la galaxie réduite en résolution par un filtre lissant, $B_S(i, j)$ est l'intensité du bruit de l'image lissée. Le S pour les galaxies elliptique est proche de 0. Les trois paramètres définis précédemment sont illustrés par la figure 4.12 extraite de Conselice (2003).

Le coefficient *gini* (G) a été défini par Abraham *et al.* (2003). Sa définition est basée sur un indicateur économique, la courbe de Lorentz, qui mesure la distribution de richesse dans une société ; l'indicateur vaut ainsi 1 quand toutes les richesses sont attribuées à une seule personne et 0 si les richesses sont réparties uniformément. De manière équivalente, le *gini* mesure la distribution d'intensité dans les pixels de la galaxies, et vaut 1 si toute l'intensité est contenue dans un pixel. Son expression est la

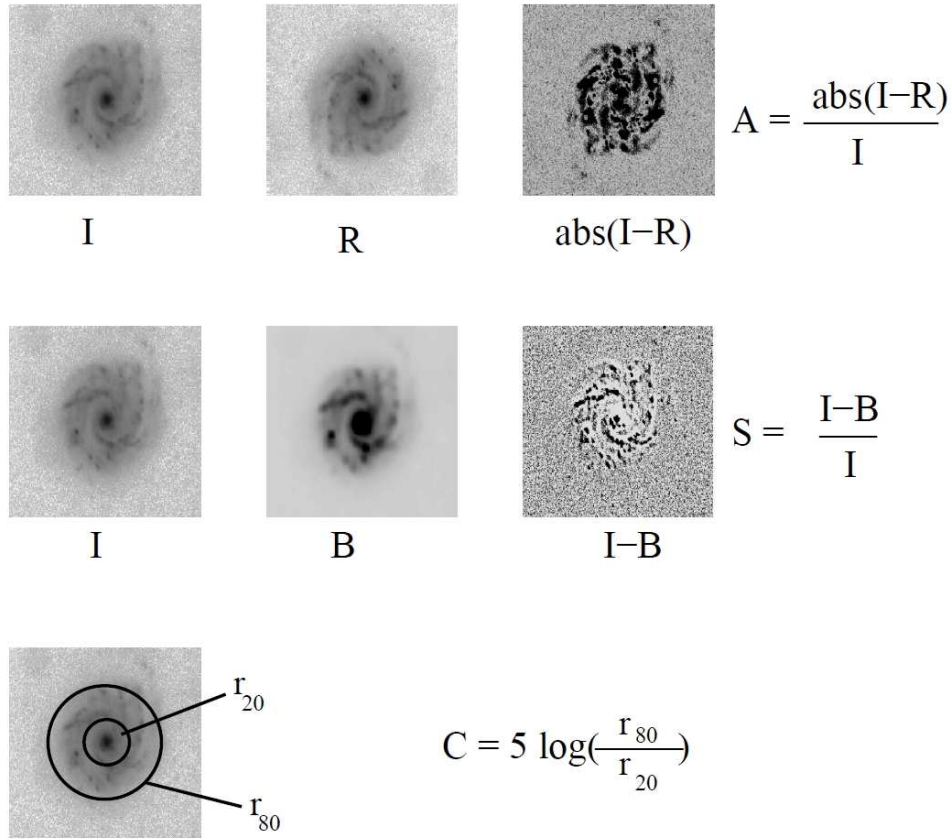


FIGURE 4.12 – Représentation des paramètres : asymétrie (A), smoothness (S) et concentration (C). Pour les représentations de A et S, I est l'image d'origine, R est l'image tournée de 180° et B est l'image après avoir été lissée (floutée). Figure extraite de Conselice (2003).

suivante :

$$G = \frac{1}{\bar{X}n(n-1)} \sum_{i=1}^n (2i - n - 1) X_i, \quad n > 2, \quad (4.26)$$

avec X , une liste d'intensités de pixel rangées par ordre croissant.

Le dernier paramètre est le paramètre M_{20} défini par Lotz *et al.* (2004). Le moment de deuxième ordre total est défini par :

$$M_{tot} = \sum I_i [(x_i - x_c)^2 + (y_i - y_c)^2] \quad (4.27)$$

où x_c et y_c sont les coordonnées du centre de la galaxie. Le coefficient M_{20} est alors défini comme le moment de deuxième ordre des 20% de pixels les plus brillants.

4.4.2 Le code GalSVM

La classification automatique a été réalisée avec GalSVM (Huertas-Company *et al.*, 2008, 2009, 2011), un code non-paramétrique basé sur des machines à vecteurs de sup-

port (SVM pour *Support Vector Machine*). Les SVM correspondent à des techniques d'apprentissage supervisé destinées à résoudre des problèmes de discrimination. Le code GalSVM suit une approche bayésienne pour associer à chaque galaxie la probabilité d'être d'un type morphologique donné. Le raffinement de la classification est fixé par l'utilisateur qui peut découper uniquement en deux classes, avec les galaxies de type précoce et les galaxies de type tardif, ou en une multitude de sous classes (elliptique, lenticulaire, spirale, spirale barrée, irrégulière).

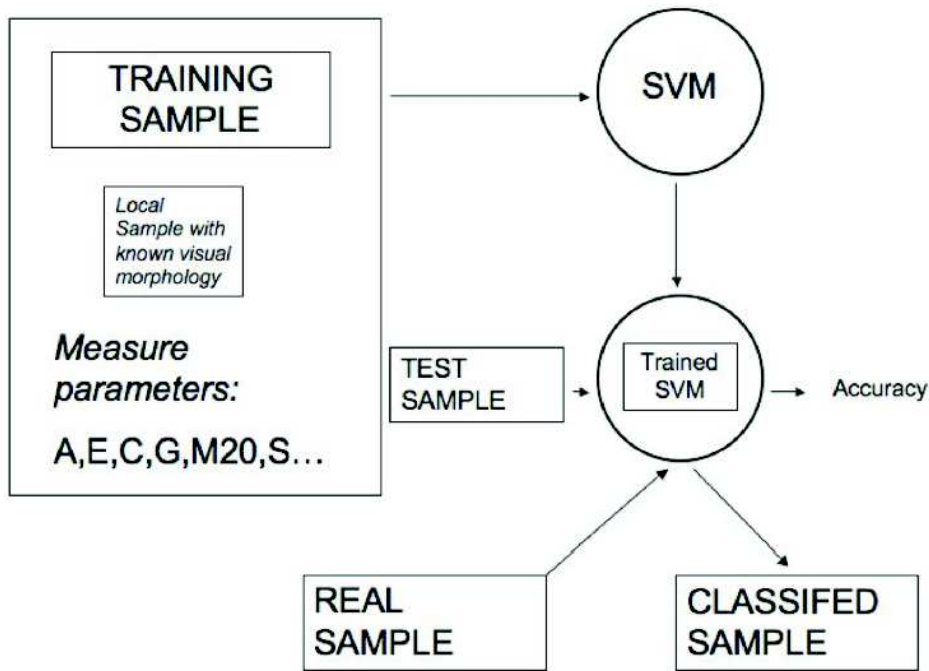


FIGURE 4.13 – Schéma de la méthode de classification utilisée par GalSVM de Huertas-Company *et al.* (2008).

GalSVM procède en quatre étapes pour réaliser la classification morphologique d'un échantillon de galaxies. Les différentes étapes sont schématisées sur la figure 4.13.

1. En premier lieu, un échantillon d'entraînement est construit et extrait d'observations dans l'Univers local ayant une morphologie connue et à la longueur d'onde correspondante au référentiel au repos de l'échantillon à haut redshift. L'échantillon d'entraînement est déplacé au redshift de l'échantillon à analyser et dégradé à la qualité d'image nécessaire (échelle des pixels, *seeing*). Puis il est plongé dans l'arrière plan de l'image à haut redshift. Concrètement, on génère une magnitude et un redshift aléatoirement suivant des distributions de probabilités identiques aux distributions réelles de magnitude et de redshift pour obtenir un échantillon synthétique réaliste, grandeurs que l'on associe à une galaxies locale. La résolution de la galaxie locale est dégradée, puis rééchantillonnée pour que la galaxie ait la taille angulaire attendue avec la taille de pixel des observations et enfin, la galaxie est plongée dans le fond de l'image réelle.

2. GalSVM mesure ensuite pour chaque galaxie de l'échantillon d'entraînement l'ensemble des paramètres morphologiques : l'asymétrie, la concentration, le gini, la smoothness et le M_{20} . Il ajoute également dans l'espace de classification des paramètres telles que la taille, l'ellipticité, la luminosité, la distance pour aider la machine à identifier des biais éventuels. Les valeurs mesurées des paramètres morphologiques peuvent, en effet, dépendre de ces paramètres.
3. La troisième étape consiste à entraîner une machine à vecteur de support sur une partie de l'échantillon d'entraînement et utiliser la partie restante pour estimer les erreurs de classification.
4. Enfin, l'échantillon réel est classé en utilisant la machine entraînée précédemment.

4.4.3 Morphologie dans le relevé HCS

La classification morphologique des galaxies du HCS est réalisée sur les images ACS WFC en bande $F850LP$. L'échantillon local d'entraînement pour ce travail est le catalogue de Nair et Abraham (2010), qui ont classé visuellement $\sim 14\,000$ galaxies du SDSS (*Sloan Digital Sky Survey*) version 7. Pour chaque amas, nous avons extrait du catalogue de Nair et Abraham (2010) un échantillon de 3500 galaxies, utilisé 3000 galaxies pour l'entraînement et 500 galaxies pour l'estimation des erreurs.

Les galaxies de type précoce sont sélectionnées avec une probabilité d'être de type précoce supérieure à 0,5, i.e. $P(ETG) > 0,5$. La figure 4.14 montre un exemple de galaxies de type précoce classées par GalSVM : les galaxies sont bien elliptiques ou lenticulaires et $P(ETG) > 0,5$.

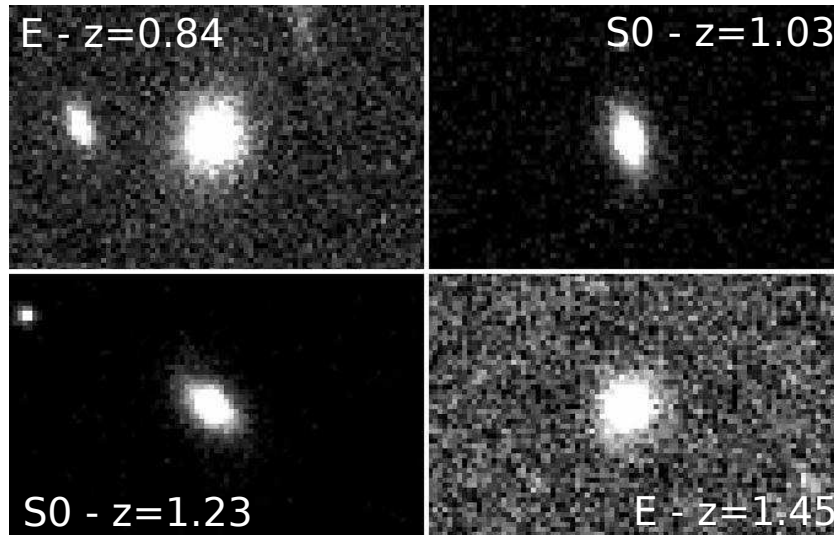


FIGURE 4.14 – Exemple de galaxies classées par GalSVM : 2 galaxies elliptiques (E) et 2 lenticulaires (S0) correctement classées ($P(ETG) > 0,5$).

Distinction entre elliptiques et lenticulaires à haut redshift

Nous allons être amenés à distinguer les galaxies elliptiques des galaxies lenticulaires pour étudier les effets de la morphologie sur l'évolution en taille des galaxies de type précoce. Il se peut, en effet, que les deux classes ne se soient pas formées dans les mêmes conditions et n'évoluent pas de la même façon ; c'est ce que nous allons vérifier par la suite (cf. chapitre 5). Avec GalSVM, une galaxie est considérée comme elliptique si $\max(P(El), P(S0)) = P(El)$ et comme lenticulaire si $\max(P(El), P(S0)) = P(S0)$.

La figure 4.15 montre les distributions des rapports d'axe et des indices de Sersic pour les galaxies elliptiques et lenticulaires classifiées par GalSVM dans les amas se trouvant l'intervalle $0,7 < z < 0,9$. Comme on pouvait s'y attendre, les galaxies lenticulaires ont un rapport d'axe en moyenne plus petit que les galaxies elliptiques. Les distributions d'indice de Sersic sont plus similaires pour les deux types morphologiques.

La difficulté pour distinguer une elliptique et une lenticulaire est croissante avec le redshift. Nous avons donc réalisé une comparaison détaillée avec une classification visuelle de ces galaxies.

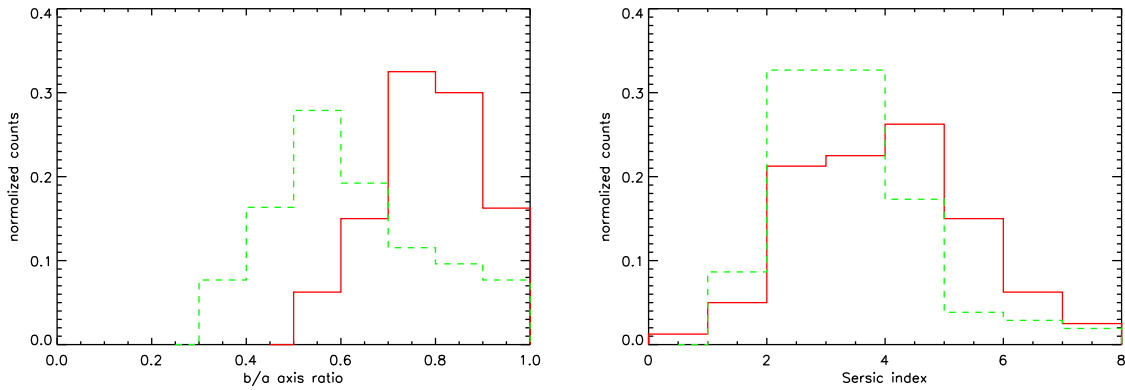


FIGURE 4.15 – Distributions du rapport des axes (à gauche) et de l'indice de Sersic (à droite) pour les galaxies elliptiques (ligne solide rouge) et lenticulaires (lignes en tirets bleues) dans les amas distinguées par GalSVM avec $0.7 < z < 0.9$.

Classification visuelle

La classification morphologique à haut redshift est parfois difficile. Nous avons donc réalisé la classification visuelle des galaxies pour vérifier la robustesse de la classification automatique.

Tout d'abord, nous avons comparé la classification automatique de deux amas (XMM1229 et XMM2215) avec celles déjà publiées dans la littérature.

- Santos *et al.* (2009) ont classifié visuellement 26 galaxies de l’amas XMM1229. Nous sommes en accord avec 85% de leur classification. Pour 4 galaxies, GalSVM trouve une probabilité d’être une ETG inférieure à 0,5 alors que Santos *et al.* (2009) les classent comme étant de type précoce.
- Une étude similaire a été faite pour XMM2215, l’amas le plus lointain de l’échantillon, par Hilton *et al.* (2009) qui ont classé visuellement 36 galaxies avec $z_{850} < 24$ mag. En regardant visuellement leur échantillon, je suis en désaccord avec 14% de leur classification, soit 5 galaxies. Sur les galaxies pour lesquelles nous sommes en accord visuellement, 22% (8) des ETGs sont mal classifiées par GalSVM.

Nous avons également réalisé une classification visuelle de l’échantillon complet de galaxies d’amas sélectionnées comme ETGs avec GalSVM sur la séquence rouge (voir section 4.5.1 pour plus de détails) avec $\log(M/M_{\odot}) \geq 10,5$ et $z_{850} \leq 24$ mag. Nous avons distingué 3 classes morphologiques : les elliptiques, les lenticulaires et les galaxies de type tardif (spirales ou irrégulières). Sur la figure 4.16, on peut voir un exemple de galaxies classées visuellement comme spirales ou irrégulières alors que GalSVM les classifie comme étant de type précoce (avec $P(ETG) > 0,5$). Le tableau 4.5 détaille le nombre de galaxies de type tardif trouvées visuellement dans la classification automatique d’ETGs. Nous trouvons une contamination par les galaxies de type tardif de 2 à 15% sur l’échantillon d’ETGs passives déterminé de façon automatique, ce qui correspond à une contamination moyenne de $5 \pm 2\%$ sur l’échantillon total de galaxies d’amas et est en accord avec Mei *et al.* (2009, 2012) qui ont comparé à une classification visuelle à $z \sim 1,3$. La complétude pour les galaxies de type précoce est d’environ 95 %.

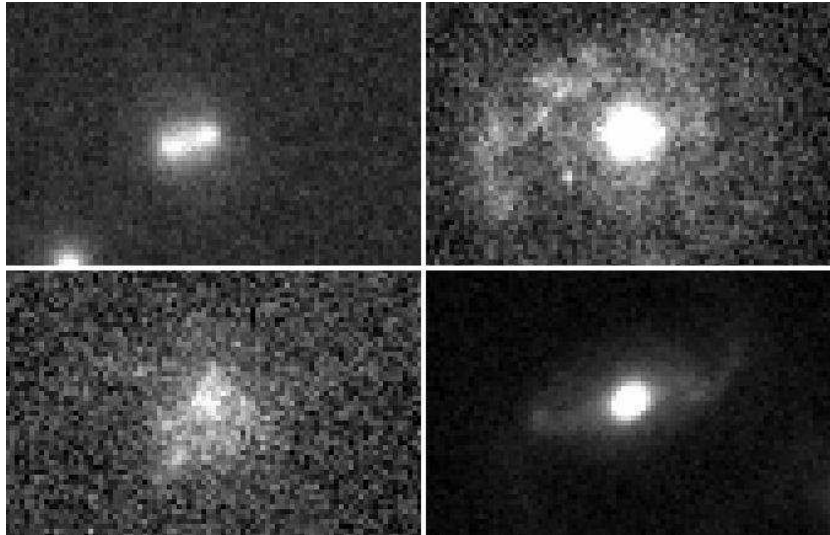


FIGURE 4.16 – Exemple de galaxies classées par GalSVM : 4 galaxies spirales et irrégulières mal classées par GalSVM (galaxies ayant $P(ETG) > 0,5$).

Le désaccord entre les classifications visuelle et automatique pour les types ELL

et S0 est plus important et se situe autour de 30% (voir tableau 4.5). Parmi les galaxies de l'échantillon d'amas entier, nous sommes en accord avec 220 ELLs et S0s classifiées par GalSVM, ce qui correspond à 71,6% de l'échantillon. Nous atteignons le même niveau d'accord entre les classifications visuelles de deux observateurs. Ces résultats sont, en effet, en accord avec les incertitudes données par Postman *et al.* (2005) quand différents observateurs essayent de distinguer visuellement des elliptiques des lenticulaires.

Postman *et al.* (2005) ont estimé visuellement la morphologie de galaxies dans l'intervalle de redshift $0,83 < z < 1,27$ jusqu'à $z_{850} < 24$ mag. À des magnitudes plus faibles, la classification devient difficile et les erreurs systématiques augmentent car les galaxies deviennent plus petites et l'aire sur laquelle le rapport S/N est assez élevé pour une classification précise devient insuffisante. Nous adoptons donc la même limite en magnitude pour nos classifications visuelle et automatique.

Finalement, les modes de classifications automatique et visuel sont en général en bon accord et donnent des résultats compatibles, comme nous allons le voir dans le chapitre suivant.

4.4.4 Morphologie des galaxies de champ des autres échantillons

Les galaxies de l'échantillon GOODS-S ont été classées visuellement en distinguant dans les galaxies de type précoce les galaxies elliptiques des galaxies lenticulaires, sur les images ACS en bande *F850LP* d'après Mei *et al.* (2012).

Les galaxies de l'échantillon COSMOS ont été classées de la même façon que l'échantillon HCS, de façon automatique avec GalSVM et de façon visuelle sur les images ACS en bande *F814W* (Huertas-Company *et al.*, 2013).

Enfin, nous avons classé visuellement l'échantillon CANDELS sur les images ACS en bande *F814W* en faisant la distinction ELL/S0. Étant donné le bon accord entre les classifications visuelle et automatique (le désaccord est le même qu'entre deux observateurs), nous n'avons pas utilisé la classification automatique pour cet échantillon.

4.5 Sélection des galaxies : échantillons finaux

Dans cette dernière partie, je vais décrire comment nous avons sélectionné les galaxies passives de type précoce d'amas et de champ et discuter de la complétude de notre échantillon.

4.5.1 Sélection des galaxies dans les amas

La sélection de l'échantillon de galaxies d'amas qui sera étudiée par la suite est une étape importante. Comme je l'ai dit dans le chapitre précédent, nous avons pour

chaque amas un certain nombre de membres confirmés avec des redshifts spectroscopiques mais une partie des galaxies membres de l’amas n’ont pas de redshift spectroscopique, et nous souhaitons sélectionner celles qui ont une probabilité élevée d’y appartenir. Il nous faut donc discriminer les galaxies d’amas des galaxies d’avant ou d’arrière-plan.

Séquences rouges

Comme nous l’avons vu dans le chapitre 1, les galaxies passives de type précoce dans un même amas s’étendent sur une même relation dans le diagramme couleur-magnitude (Mei *et al.*, 2009). Sélectionner les galaxies de type précoce sur la séquence rouge d’un amas revient donc à sélectionner les galaxies appartenant à l’amas moyennant une certaine contamination de galaxies rouges d’avant ou d’arrière plan. Afin de sélectionner uniquement les galaxies d’un amas dans une image, nous avons donc construit la séquence rouge de l’amas.

La séquence rouge est plus marquée lorsque la couleur des galaxies de type précoce est mesurée avec deux bandes de longueurs d’onde entourant la cassure de Balmer situé à $\sim 4000 \text{ \AA}$ dans le référentiel au repos (cf. section 1.3.3). Dans l’idéal, il faudrait construire un diagramme couleur-magnitude correspondant à $(U - B)$ vs B dans un référentiel au repos pour bien résoudre la cassure de Balmer. On va donc se rapprocher au mieux de ces bandes en prenant les bandes disponibles observées à un redshift donné les plus proches de U et de B . La relation entre la longueur d’onde dans un référentiel en mouvement et celle dans le référentiel au repos est la suivante : $\lambda_{obs} = (1 + z) \times \lambda_0$. Pour établir la séquence rouge de chaque amas, nous traçons donc le diagramme couleur-magnitude :

- $(r_{625} - i_{775})$ en fonction de i_{775} pour RX0152 à $z = 0,84$,
- $(i_{775} - z_{850})$ en fonction de z_{850} pour les 6 amas avec $z = 0,9 - 1,23$,
- $(i_{775} - K_s)$ en fonction de K_s pour les deux amas les plus lointains à $z = 1,39$ et $z = 1,45$.

Les couleurs sont calculées à partir de la valeur des magnitudes dans les deux bandes mesurées dans une ouverture fixe (MAG_APER dans SExtractor) équivalente au rayon effectif de la galaxie considérée, et l’erreur sur la couleur correspond à la somme des erreurs photométriques sur les deux magnitudes calculées précédemment.

L’ajustement de la droite qui représente la séquence rouge est faite sur les galaxies de type précoce confirmées spectroscopiquement dans l’amas, et dont la couleur est considérée comme rouge dans les intervalles $1,0 < (r_{625} - i_{775}) < 1,5$, $0,5 < (i_{775} - z_{850}) < 1,5$, et $3 < (i_{775} - K_s) < 4$. Ces intervalles ont été estimés à l’aide du modèle de BC03 en considérant l’évolution passive d’une galaxie formée à $z_{form} = 7$. La figure 4.17 montre les couleurs considérées dans les diagrammes couleur-magnitude des galaxies d’amas en fonction du redshift obtenues avec ce modèle.

Pour ajuster la séquence rouge, nous avons réalisé une régression linéaire itérative, en éliminant les galaxies utilisées dans l’ajustement précédant situées à $\pm 3\sigma$ de

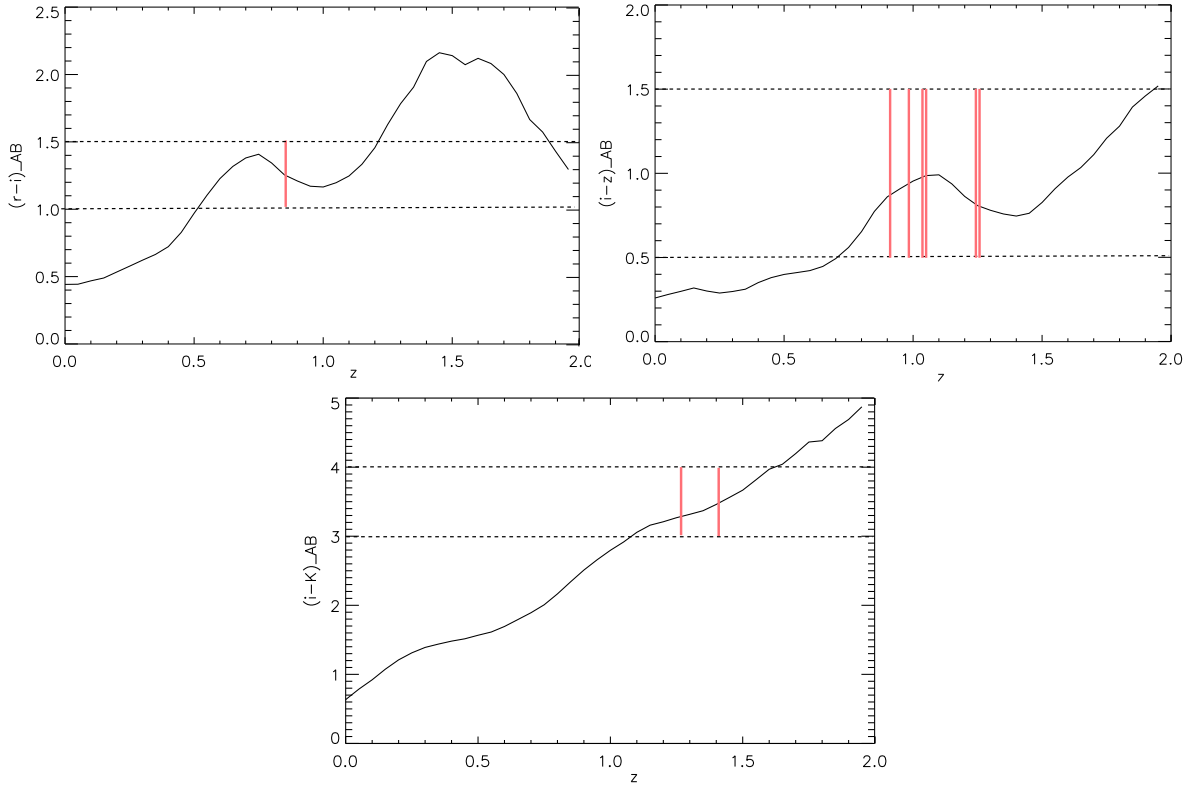


FIGURE 4.17 – Couleur en fonction du redshift pour un modèle de galaxie évolution passivement à partir d’une flambée de formation d’étoiles à $z_{form} = 7$. Les couleurs, donc les magnitudes pour chaque filtre (r , i , z et K), sont calculées suivant les spectres du modèle de BC03. Les traits roses correspondent aux intervalles de couleurs considérés pour chaque amas afin de construire les séquences rouges.

la droite pour effectuer l’itération suivante jusqu’à convergence. La dispersion, σ , qui représente la dispersion des points autour de la séquence rouge, est calculée avec un écart-type robuste basé sur des poids bicarrés (*Tukey’s biweight* Press et al., 1992). Les galaxies de type précoce se trouvant sur la séquence rouge à $\pm 3\sigma$ sont ainsi sélectionnées comme appartenant à l’amas.

Les diagrammes couleur-magnitude de chaque amas sont montrés dans les figures 4.18, 4.19 et 4.20. Y sont uniquement représentées les galaxies de type précoce (classification automatique, cf. section 4.4). L’ajustement de la séquence rouge est réalisé avec les ETGs ayant un redshift spectroscopique, représentées par les disques oranges encadrés par un trait noir. Le tableau 4.4 résume le résultat de l’ajustement de la séquence rouge pour chaque amas.

On retrouve dans le tableau 4.5 un récapitulatif du nombre de galaxies de type précoce sélectionnées sur la séquence rouge pour chaque amas. Au total, l’échantillon de galaxies d’amas compte 306 galaxies.

Dans ce cas, la contamination de l’échantillon est estimée par le nombre de galaxies ayant un redshift spectroscopique n’appartenant pas à l’amas sur le nombre

de galaxies de la séquence rouge ayant un redshift spectroscopique. Elle est comprise entre 5 et 20% (voir tableau 4.5). Seuls deux amas, RCS2319 et XMM2235, ont respectivement 31% et 44% de contamination. Celle-ci peut être due à des galaxies de type tardif riches en poussières qui réémettent la lumière des étoiles dans des longueurs d'onde rouges à infrarouges et/ou à des structures d'avant ou d'arrière-plan sur la ligne de visée de l'amas. Les effets de cette contamination seront évalués lors de l'interprétation des résultats dans le chapitre 5.

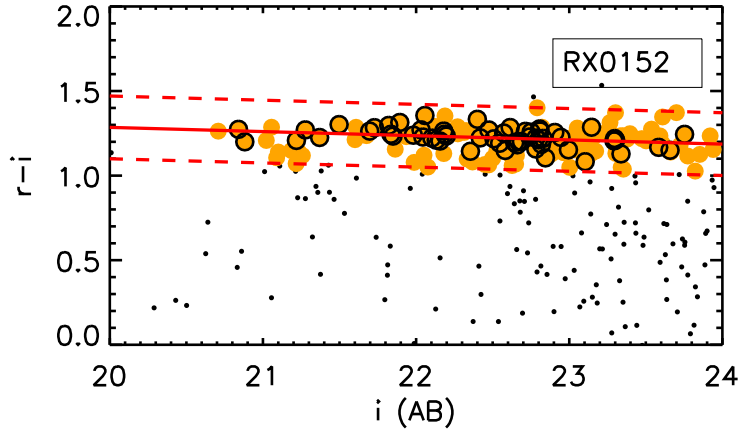


FIGURE 4.18 – Diagramme couleur-magnitude : $(r_{625} - i_{775})$ vs i_{775} pour l'amas le plus proche RX0152. Les cercles oranges avec les contours noirs correspondent aux ETGs ayant un redshift spectroscopique dans l'amas, utilisés pour réaliser l'ajustement de la séquence rouge (droite rouge). Les droites en tirets rouges correspondent à l'ajustement de la séquence rouge à $\pm 3\sigma$. Les cercles oranges correspondent aux ETGs sélectionnées sur la séquence rouge $\pm 3\sigma$. Les carrés rouges sont les ETGs ayant des redshifts spectroscopiques dans l'amas mais n'appartenant pas à la séquence rouge et les points noirs sont les ETGs classifiées par GalSVM n'ayant pas de redshift et n'appartenant pas à la séquence rouge.

Redshifts photométriques

Une autre méthode pour sélectionner les galaxies d'amas consiste à déterminer des redshifts photométriques des objets et de sélectionner les galaxies ayant un redshift photométrique comparable au redshift de l'amas. Pour chaque amas, nous avons estimé les redshifts photométriques des galaxies par ajustement des distributions spectrales d'énergie (méthode qui a été détaillée dans la section 4.3) avec le code LePhare (Arnouts *et al.*, 1999; Ilbert *et al.*, 2006).

Afin de vérifier la qualité des redshifts photométriques estimés, on évalue le niveau de contamination et la complétude d'une sélection de galaxies ayant un redshift photométrique proche du redshift de l'amas. La contamination correspond au pourcentage de galaxies sélectionnées qui se situent en fait en avant ou arrière-plan de

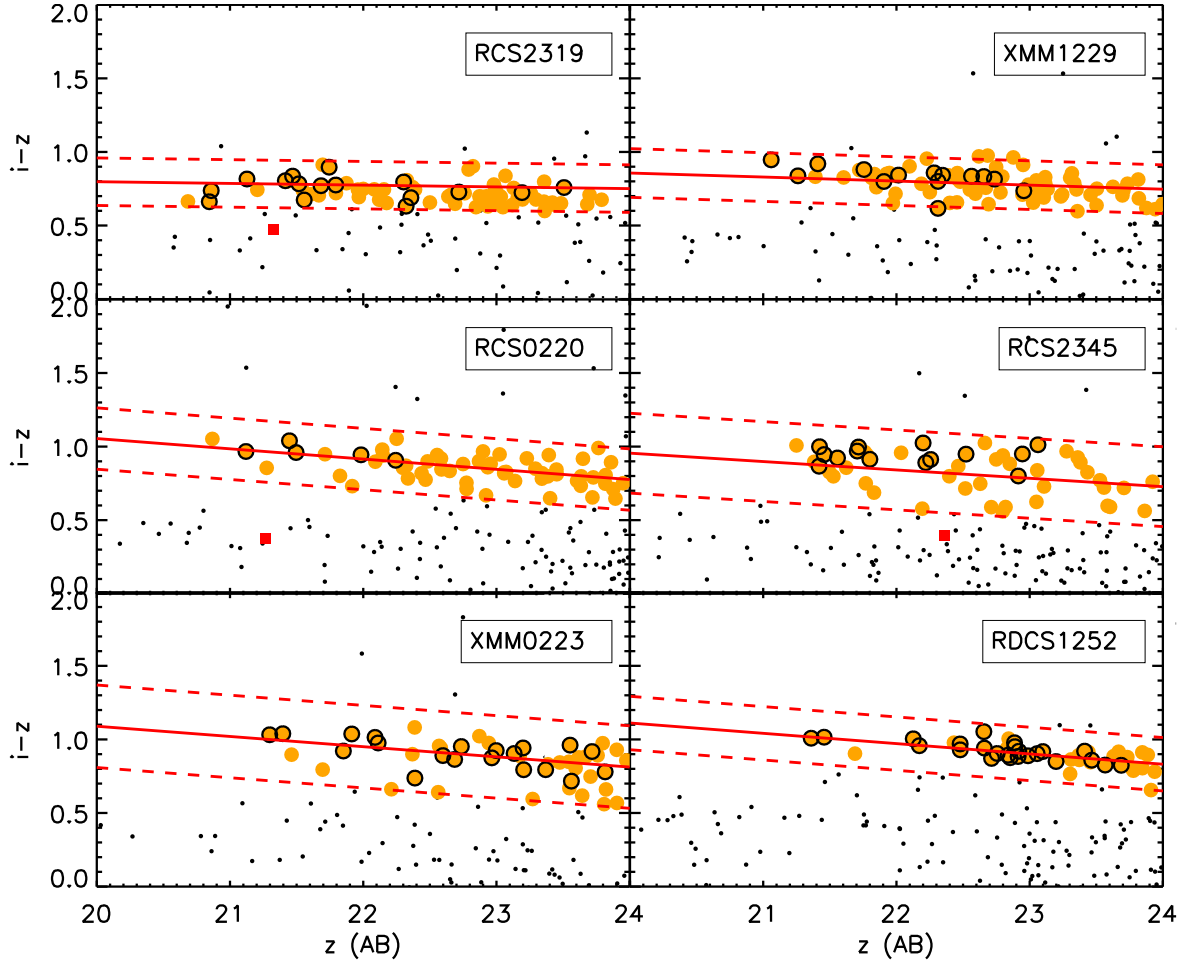


FIGURE 4.19 – Diagrammes couleur-magnitude : $(i_{775} - z_{850})$ vs z_{850} pour les galaxies d’amas entre $z = 0,9$ et $z = 1,23$. Les cercles oranges avec les contours noirs correspondent aux ETGs ayant un redshift spectroscopique dans l’amas, utilisées pour réaliser l’ajustement de la séquence rouge (droite rouge). Les droites en tirets rouges correspondent à l’ajustement de la séquence rouge à $\pm 3\sigma$. Les cercles oranges correspondent aux ETGs sélectionnées sur la séquence rouge $\pm 3\sigma$. Les carrés rouges sont les ETGs ayant des redshifts spectroscopiques dans l’amas mais n’appartenant pas à la séquence rouge, et les points noirs sont les ETGs classifiées par GalSVM n’ayant pas de redshift et n’appartenant pas à la séquence rouge.

l’amas, *i.e.* dont le redshift photométrique est mal évalué. La complétude, quant à elle, correspond au pourcentage de galaxies ayant un redshift spectroscopique que l’on retrouve dans la sélection de redshifts photométriques.

Le niveau de contamination est calculé sur les galaxies rouges uniquement afin de comparer avec la méthode de la séquence rouge : $(r_{625} - i_{775}) > 0,8$ pour RX0152, $(i_{775} - z_{850}) > 0,5$ pour les six amas entre $z = 0,9$ et $z = 1,3$ et $(i_{775} - K_s) > 1,8$ pour les deux amas les plus lointains. Une galaxie est définie comme membre de l’amas si son redshift photométrique z_{phot} est compris dans un intervalle autour du redshift de l’amas, z_{cl} , donnant une complétude maximale (70 – 87%) avec un pourcentage de

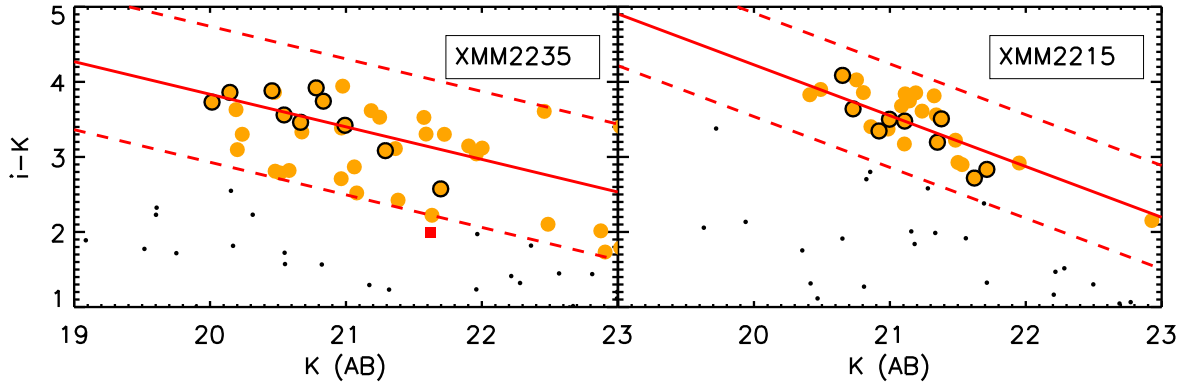


FIGURE 4.20 – Diagrammes couleur-magnitude : $(i_{775} - K_s)$ vs K_s pour les amas aux plus hauts redshifts, à $z = 1,39$ et $z = 1,45$. De même que pour la figure 4.18, les cercles oranges avec les contours noirs correspondent aux ETGs ayant un redshift spectroscopique dans l’amas, utilisées pour réaliser l’ajustement de la séquence rouge (droite rouge). Les droites en tirets rouges correspondent à l’ajustement de la séquence rouge à $\pm 3\sigma$. Les cercles oranges correspondent aux ETGs sélectionnées sur la séquence rouge $\pm 3\sigma$. Les carrés rouges sont les ETGs ayant des redshifts spectroscopiques dans l’amas mais n’appartenant pas à la séquence rouge, et les points noirs sont les ETGs classifiées par GalSVM n’ayant pas de redshift et n’appartenant pas à la séquence rouge.

Amas	z	$(U - B) = a + b \times B$	σ
RXJ0152	0,84	$(r_{625} - i_{775}) = 1,78 - 0,025 \times i_{774}$	0,06
RCS2319	0,91	$(i_{775} - z_{850}) = 1,03 - 0,01 \times z_{850}$	0,05
XMM1229	0,98	$(i_{775} - z_{850}) = 1,41 - 0,027 \times z_{850}$	0,06
RCS0220	1,03	$(i_{775} - z_{850}) = 2,45 - 0,07 \times z_{850}$	0,07
RCS2345	1,04	$(i_{775} - z_{850}) = 2,09 - 0,06 \times z_{850}$	0,09
XMM0223	1,22	$(i_{775} - z_{850}) = 2,07 - 0,05 \times z_{850}$	0,08
RDCS1252	1,23	$(i_{775} - z_{850}) = 2,51 - 0,07 \times z_{850}$	0,06
XMM2235	1,39	$(i_{775} - K_s) = 13,1 - 0,46 \times K_s$	0,37
XMM2215	1,45	$(i_{775} - K_s) = 17,8 - 0,68 \times K_s$	0,23

TABLE 4.4 – Paramètres de la relation couleur-magnitude obtenus par l’ajustement de la droite $(U - B) = a + b \times B$ sur les données. σ représente la dispersion des couleurs observées et sélectionnées dans la séquence rouge autour de la droite d’ajustement.

contamination raisonnable. La complétude est donnée par le rapport entre le nombre de galaxies membres de l’amas ayant un redshift spectroscopique, z_{spec} , sélectionnées avec un z_{phot} dans l’amas et le nombre total de galaxies membres de l’amas ayant un z_{spec} . Typiquement, l’intervalle de sélection correspond à $z_{cl} - \Delta z < z_{phot} < z_{cl} + \Delta z$ avec $\Delta z = 0,1 - 0,3$ selon l’amas. Le pourcentage de contamination est alors donné par le nombre de galaxies sélectionnées dans l’intervalle de z_{phot} ayant un redshift spectroscopique en dehors de l’amas (c’est-à-dire, avec $|z_{spec} - z_{cl}| > 0,02$) sur le

Cluster	#ETG sans z	#ETG avec z	contamination	#mauvais fit	#LTGs	#E-S0
RXJ0152	49	47	14% (7)	4	4-6% (4+2)	30%
RCS2319	22	13	31% (6)	1	6-12% (2+2)	36%
XMMJ1229	24	15	12% (2)	0	3-8% (1+2)	21%
RCS0220	28	5	– (0)	0	9-15% (3+2)	31%
RCS2345	12	12	20% (3)	1	0-4,5% (0+1)	23%
XMMJ0223	12	19	5% (1)	0	10% (3+0)	32%
RDCSJ1252	4	25	14% (4)	0	4% (1+0)	31%
XMMU2235	4	9	44% (7)	1	0-8% (0+1)	15%
XMMJ2215	11	8	20% (2)	0	5-15% (1+2)	20%

TABLE 4.5 – Nombre de galaxies dans l’échantillon final pour chaque amas. #ETGs sans z et #ETGs avec z : nombre total de galaxies sur la séquence rouge (SR) avec $P(ETG) > 0,5$ respectivement sans ou avec redshifts spectroscopiques et avec $\log(M/M_{\odot}) > 10,5$. Contamination : pourcentage de contamination par des galaxies en dehors des amas ayant un redshift spectroscopique (en nombre de galaxies). #mauvais fit : nombre de galaxies exclues à cause d’un ajustement Galfit non fiable. #LTGs : pourcentage de contamination par des galaxies de type tardif, spirale ou irrégulières, inspectées visuellement (nombre certain + nombre incertain). #E-S0 : pourcentage de désaccord entre les classifications visuelles et automatiques de galaxies elliptiques et lenticulaires.

nombre total de galaxies sélectionnées ayant un redshift spectroscopique.

Nous avons trouvé une forte contamination ($\sim 40 - 50\%$) de l’échantillon de galaxies pour les deux amas les plus lointains XMM2235 et XMM2215 et une contamination autour de $15 - 35\%$ pour les amas à $z < 1,3$. Le niveau de contamination est en moyenne plus faible en utilisant la séquence rouge. C’est pourquoi nous n’allons pas utiliser les redshifts photométriques pour sélectionner les galaxies d’amas dans cette étude.

4.5.2 Complétude de l’échantillon

La profondeur des images qui dépend du temps d’exposition, va déterminer jusqu’à quelle magnitude des objets vont être détectés. La magnitude apparente dépend de la distance donc du redshift et plus un objet est lointain, plus sa magnitude apparente sera faible par rapport à un objet de même luminosité à $z = 0$. On perdra donc plus d’objets à faible brillance de surface à plus haut redshift.

La complétude correspond au pourcentage d’objets détectés à une magnitude donnée et situés à une distance donnée. C’est une notion très utile pour savoir à quel point notre échantillon est représentatif des galaxies dans l’Univers à un redshift fixé.

Nous avons fixé une limite en magnitude apparente afin de pouvoir déterminer les propriétés physiques des objets (taille et morphologie) de façon fiable. Nous n’étudions donc que les galaxies plus brillantes que $z_{850} = 24$ mag AB.

Afin de vérifier que les objets à faible brillance de surface ne sont pas perdus par la coupure en magnitude, nous avons réalisé des simulations avec la même méthode que celle employée pour vérifier l'estimation des tailles (voir section 4.2.3 pour les détails). La figure 4.21 montre le taux de détection des galaxies en fonction de la magnitude dans la bande z_{850} et pour différentes tailles pour deux images de profondeurs différentes. Pour l'image la moins profonde du relevé (pour l'amas RCS2319), les galaxies avec $z_{850} < 24$ sont détectées à plus de 70%, quelle que soit leur taille. On atteint une valeur supérieure à 90% pour une image d'une profondeur typique du relevé. La coupure en magnitude à $z_{850} = 24$ permet donc de conserver une complétude très satisfaisante.

À cette magnitude limite va correspondre une limite en masse en deçà de laquelle nous n'aurons plus de galaxies. Pour estimer la complétude de l'échantillon en masse à la magnitude de coupure $z_{850} = 24$ mag, nous avons suivi l'approche détaillée dans Pozzetti *et al.* (2010). Pour chaque ETG appartenant à la séquence rouge ayant un redshift spectroscopique dans les amas, nous avons calculé la masse stellaire limite M^{lim} pour la magnitude de coupure, définie par $\log(M^{lim}) = \log(M) - 0,4(z_{850} - z_{850,lim})$, où dans notre cas, $z_{850,lim} = 24$ mag. La masse limite de 20% des galaxies les plus faibles est ensuite utilisée pour estimer la masse limite correspondant à 80% de complétude. Le résultat est montré sur la figure 4.22 où la courbe noire délimite les 80% de complétude. Malheureusement, nous manquons de redshifts et l'estimation devient plus incertaine à haut z . On atteint les 80% de complétude à $z \sim 1$ en prenant les galaxies ayant une masse stellaire supérieure à $\log(M/M_{\odot}) = 10,2$ et pour des masses supérieures à $\log(M/M_{\odot}) = 10,8$ à $z = 1,45$. Au-delà de $z \sim 1,3$, la masse limite correspondant à une complétude de 80% devient supérieure à $\log(M/M_{\odot}) = 10,5$. Pour les deux derniers amas, la complétude sera donc légèrement inférieure à 80% en prenant les galaxies ayant des masses supérieures à $3 \times 10^{10} M_{\odot}$.

Pour finir, un dernier test a été réalisé pour estimer la magnitude apparente typique d'une galaxie de type précoce à un redshift donné dans la bande z_{850} , en suivant l'approche de Bundy *et al.* (2010). Ces derniers estiment la limite de complétude en masse à un redshift donné en considérant la masse stellaire maximale correspondant à la magnitude observée d'un modèle de population stellaire avec un rapport M_{\star}/L maximal (voir aussi Bundy *et al.*, 2006). Le modèle de galaxie choisi est constitué d'une population stellaire correspondant à un modèle de Bruzual et Charlot (2003) avec une IMF de Chabrier (2003), ayant une métallicité solaire et pas de poussières. Nous avons choisi comme histoire de formation stellaire un pic de formation stellaire à $z_f = 5$ ayant un temps caractéristique $\tau = 0,5$ Gyr, soit un taux de formation stellaire qui suit une loi exponentiellement décroissante à partir de l'instant correspondant à z_f . Ainsi, à $z = 1,45$, pour l'amas le plus lointain, une galaxie de $z_{850} = 24$ mag a une masse stellaire de $\log(M/M_{\odot}) = 10,7$, ce qui est consistant avec les autres estimations de complétude.

De façon à être le plus complet possible et à avoir un échantillon homogène à tous

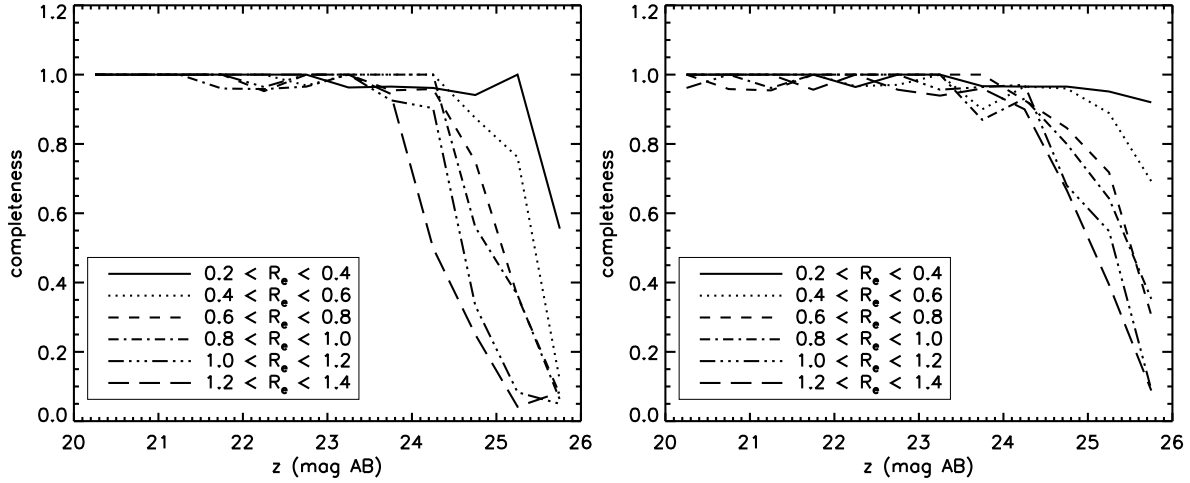


FIGURE 4.21 – Complétude de l’échantillon HCS dans les images de la bande z_{850} en fonction de la magnitude et de la taille (en arcsec) : à gauche : résultats pour l’image la moins profonde (RCS2319) et à droite : pour une image d’une profondeur typique du HCS (ici, XMM1229).

les redshifts considérés, nous n’étudions donc que les galaxies plus brillantes que $z_{850} = 24$ mag AB et plus massives que $\log(M/M_{\odot}) = 10,5$.

4.5.3 Sélection des galaxies dans le champ

Comme nous l’avons vu dans le chapitre précédent, l’échantillon des galaxies de champ provient de quatre échantillons différents. Chaque galaxie de champ est sélectionnée dans l’intervalle de redshift $[0,7; 1,6]$.

Sélection dans l’échantillon HCS

Dans l’échantillon HCS, nous avons sélectionné les galaxies en avant ou arrière-plan des amas étudiés, dans le champ des images du relevé HCS, ayant un redshift spectroscopique dans l’intervalle de redshift considéré. Pour chaque amas à un redshift z_{cl} , nous sélectionnons dans le catalogue les galaxies ayant un redshift z tel que $|z - z_{cl}| > 0,02$, pour qu’elles ne soient pas dans l’amas de galaxies (cf. section 3.2.1 du chapitre 3).

Les galaxies de champ HCS sont ensuite sélectionnées pour être passive sur la séquence rouge et de type précoce. La séquence rouge utilisée pour ces galaxies est une des séquences rouges définies pour les amas : nous prenons la séquence rouge d’un amas au redshift le plus proche de la galaxie de champ considérée pour voir si celle-ci appartient ou non à la séquence rouge définie dans la section 4.5.1. Ce sous-échantillon de galaxies de champ nous assure d’avoir les mêmes propriétés en terme de résolution et de profondeur que l’échantillon principal de galaxies d’amas. Cependant, le nombre de galaxies de champ ainsi sélectionnées est de 30 ETGs (tableau 4.6)

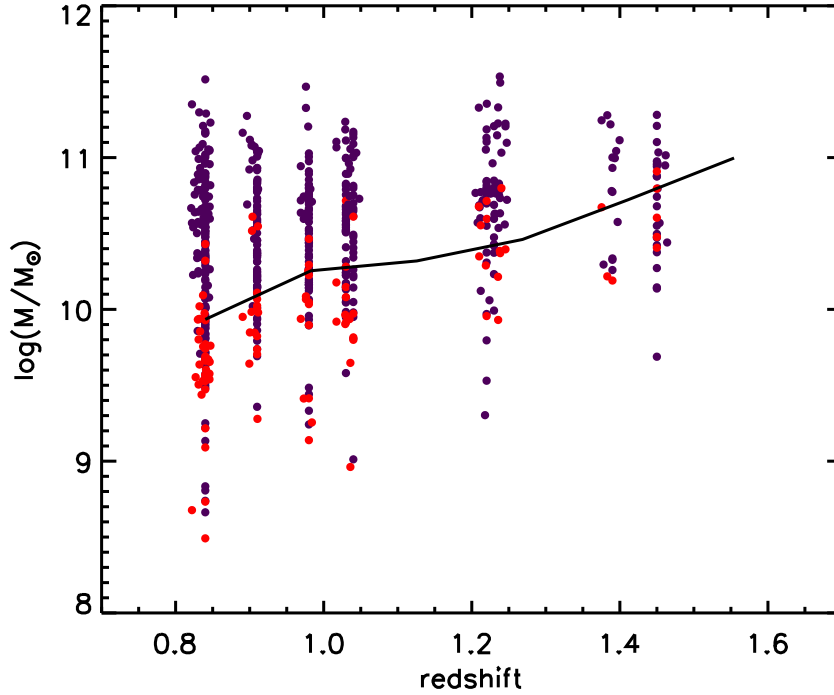


FIGURE 4.22 – Masse stellaire en fonction du redshift pour l’échantillon HCS ayant des redshifts spectroscopiques. Les points rouges représentent M^{lim} et la ligne noire montre les 80% de complétude suivant Pozzetti *et al.* (2010).

et pour avoir des statistiques robustes, nous devons augmenter la taille de cet échantillon de champ en ajoutant des galaxies issues d’autres relevés profonds.

Sélection dans l’échantillon COSMOS

Les galaxies de champ sélectionnées dans COSMOS sont de type précoce, passives sur la séquence rouge, respectant le critère $NUV - R > 3,5$ (Ilbert *et al.*, 2010) qui est la couleur dans le référentiel au repos corrigé de l’extinction par les poussières. NUV est la magnitude absolue dans la bande proche ultraviolet de Galex et R est la magnitude absolue dans la bande optique R du télescope Subaru.

Ces galaxies ont été sélectionnées dans l’intervalle de redshift $0,7 < z < 1,6$ basé sur les redshifts photométriques calculés par Ilbert *et al.* (2009). Nous nous sommes assurés qu’elles étaient bien des galaxies de champ et n’appartenaient à aucun groupe détecté sur catalogue de George *et al.* (2011) (avec $GROUP_{ID} = -1$).

La coupure en magnitude de cet échantillon a été effectuée sur la bande i_{814} avec le critère $i_{814} < 24$ mag. Cela implique une masse limite de complétude proche de $10^{11} M_{\odot}$ à $z \sim 1,5$ (extrapolation de la figure 4 de Huertas-Company *et al.*, 2013). L’échantillon COSMOS est donc moins complet que l’échantillon principal de galaxies d’amas. Ces effets seront discutés dans le chapitre suivant, quand je présenterai les résultats. L’échantillon COSMOS contient 211 ETGs (voir tableau 4.6).

Sélection dans l'échantillon GOODS-S

Parmi les 24 galaxies de champ de l'échantillon GOODS-S de Raichoor *et al.* (2012), nous en avons sélectionné 17 comme étant de type précoce par une classification visuelle, rouges avec une couleur $0,75 < (i_{775} - z_{850}) < 1,1$, et avec un redshift spectroscopique fiable (ici $1,1 < z < 1,4$, puisque la sélection a été faite pour l'étude de l'amas du Lynx à $z = 1,23$). Les galaxies sont de magnitude $z_{850} \leq 24$, ce qui correspond à un échantillon à 70% complet (Raichoor *et al.*, 2011).

Sélection dans l'échantillon CANDELS

Dans l'échantillon CANDELS, les galaxies de Newman *et al.* (2012) ont été sélectionnées par leur caractère passif avec un taux spécifique de formation stellaire qui est le taux de formation stellaire par unité de masse, (SSFR, pour *Specific Star Formation Rate*) inférieur à $0,02 \text{ Gyr}^{-1}$ et aucune detection en infrarouge de l'instrument MIPS (pour *Multiband Imaging Photometer for SIRTf*, Heim *et al.*, 1998). Nous ne gardons également que les galaxies classées visuellement de type précoce.

La sélection dans l'intervalle de redshift $0,7 < z < 1,6$ a été réalisée sur les redshifts photométriques estimés avec EAZY (Brammer *et al.*, 2008) ou sur les redshifts spectroscopiques disponibles, compilés dans GOODS-S par Popesso *et al.* (2009) et dans UDS par Smail *et al.* (2008), Simpson *et al.* (en préparation) et Akiyama *et al.* (en préparation).

Cet échantillon est complet pour des masses stellaires supérieures à $\log(M/M_{\odot}) = 10,52$, estimation faite avec une IMF de Chabrier (2003) et un modèle de population stellaire de Bruzual et Charlot (2003) (voir section 2.4 de Newman *et al.*, 2012, pour plus de détails). L'échantillon CANDELS a donc la même complétude que celui de HCS. Il contient 125 galaxies.

L'échantillon final de galaxies de champ contient 383 galaxies. Le tableau 4.6 résume le nombre de galaxies dans chaque sous-échantillon dans différents intervalles de redshift.

redshift	# HCS	# COSMOS	# GOODS-S	# CANDELS
[0,7;0,9]	9	91	...	23
[0,9;1,1]	12	83	...	40
[1,1;1,6]	9	37	17	62

TABLE 4.6 – Nombre de galaxies de champ dans l'échantillon final pour chaque intervalle de redshift avec $M > 3 \times 10^{10} M_{\odot}$ et pour les 4 sous-échantillons.

Chapitre 5

La relation masse-taille des galaxies passives de type précoce dans différents environnements et à haut redshift

Sommaire

4.1	Photométrie	94
4.1.1	Notions utiles	94
4.1.2	Detection des objets : photométrie	96
4.1.3	Erreurs sur la photométrie	97
4.2	Estimation de la taille	98
4.2.1	Principe de base	98
4.2.2	Les galaxies du relevé HCS	101
4.2.3	Fiabilité de la méthode	103
4.2.4	Estimation de la taille des galaxies de champ	104
4.3	Estimation de la masse	107
4.3.1	Modèles de populations stellaires	108
4.3.2	Principe de l'ajustement avec Le Phare	115
4.3.3	Pour les galaxies d'amas	116
4.3.4	Pour les galaxies de champ autres que HCS	117
4.4	Détermination de la morphologie	118
4.4.1	Classification non-paramétrique	119
4.4.2	Le code GalSVM	121
4.4.3	Morphologie dans le relevé HCS	123
4.4.4	Morphologie des galaxies de champ des autres échantillons	126
4.5	Sélection des galaxies : échantillons finaux	126

4.5.1	Sélection des galaxies dans les amas	126
4.5.2	Complétude de l'échantillon	132
4.5.3	Sélection des galaxies dans le champ	134

Les résultats sur l'étude de la relation masse-taille et de l'évolution en taille réalisée dans cette thèse sont présentés dans ce chapitre. Ils ont donné lieu à une publication dans une revue à comité de lecture (Delaye *et al.*, 2013, soumis très prochainement) et à plusieurs présentations orales dans des conférences (Delaye *et al.*, 2012). Dans une première partie, je présente la relation masse-taille obtenue pour les 9 amas de galaxies du HCS. Puis, je fais un point sur les effets de la sélection de l'échantillon avant de détailler les résultats sur les effets d'environnement, de la masse et de la morphologie. Pour finir, une discussion permet de remettre ces résultats dans leur contexte aussi bien observationnel que théorique.

5.1 La relation masse-taille dans les amas à $z > 1$

Nous avons construit les relations masse-taille pour les galaxies passives de type précoce de chaque amas du relevé HCS. Le figure 5.1 montre ce résultat pour les 9 amas et le tableau 5.1 résume les paramètres résultants de l'ajustement de la droite $\log(Re \text{ (kpc)}) = a + b \times \log(M/M_{\odot})$.

Nous avons identifié les galaxies d'amas les plus brillantes (BCGs) pour chaque amas, représentées dans les graphes masse-taille de la figure 5.1 par les étoiles bleues, en prenant la galaxie la plus brillante autour du pic d'émission en X. La figure 5.2 présente dans la bande z_{850} les différentes BCGs détectées et le tableau 5.2 résume les propriétés mesurées de ces galaxies. Pour certaines BCGs (RX0152, RCS2319, XMM1229), l'ajustement automatique du profil de Sersic issu de GALAPAGOS n'a pas convergé ; nous avons alors refait l'ajustement en fixant $n = 4$ et en gardant les valeurs obtenues lors du premier ajustement comme valeurs initiales pour les autres paramètres. Il manque quelques BCGs lorsque celles-ci ne sont pas clairement identifiables, comme dans XMM2215 qui a plusieurs galaxies relativement brillantes au centre. Comme attendu, les BCGs détectées font partie des galaxies les plus massives et les plus grandes de chaque amas.

De cette analyse (fig. 5.1), le résultat le plus important est que la pente b des relations masse-taille reste constante compte tenu des incertitudes et vaut $b = 0,5 \pm 0,2$, dans l'intervalle de redshift étudié ($0,8 < z < 1,5$). Les trois amas les plus lointains présentent néanmoins une relation plus plate ($b \sim 0,3$), mais avec une incertitude plus grande. Les dispersions autour de ces relations sont aussi comparables dans cet intervalle de redshift. Nous confirmons ainsi, avec un échantillon de galaxies d'amas, un résultat déjà souligné dans des travaux précédents, réalisés sans distinction d'environnement (Trujillo *et al.*, 2011; Newman *et al.*, 2012; Cimatti *et al.*, 2012).

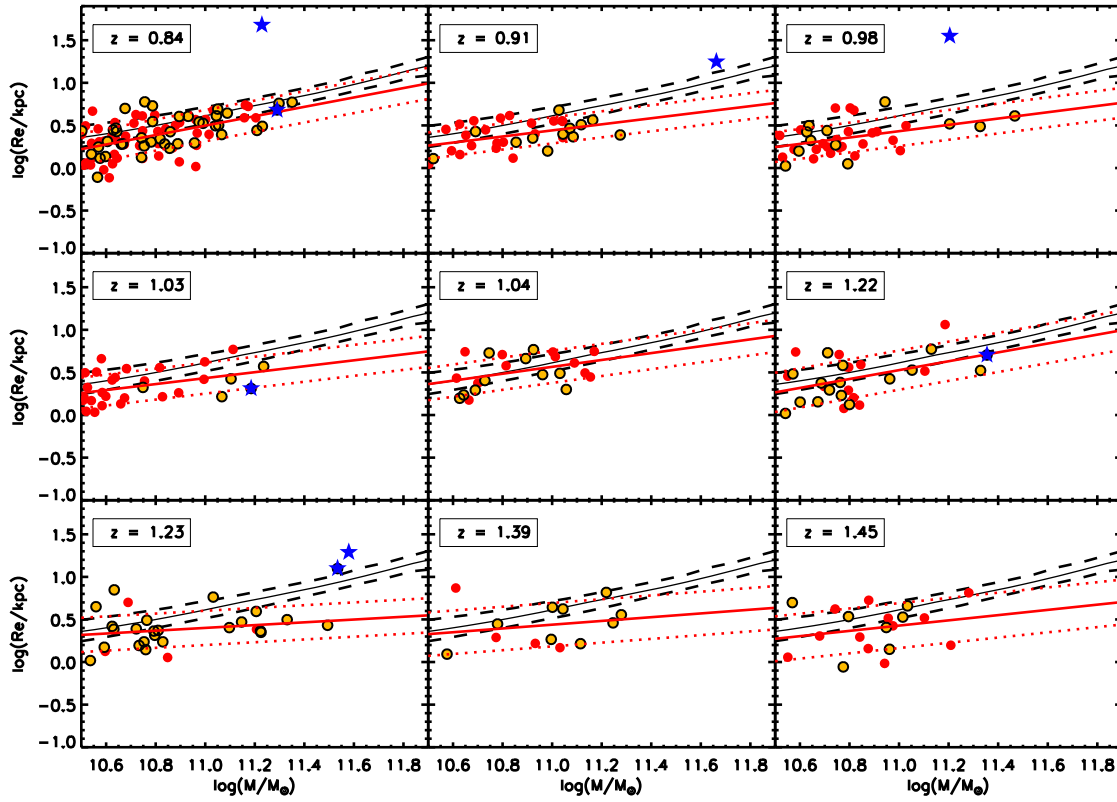


FIGURE 5.1 – Relation masse-taille des ETGs passives dans les amas du relevé HCS. Les cercles oranges avec un contour noir représentent les galaxies membres confirmées spectroscopiquement, les cercles rouges sont les galaxies de l'échantillon de la séquence rouge et les étoiles bleues correspondent aux BCGs de chaque amas. La ligne solide noire correspond à la relation locale de Bernardi *et al.* (2011) avec la déviation standard à 1σ en tirets noirs. Chaque droite rouge correspond au meilleur ajustement de la relation masse-taille de chaque amas avec la déviation standard à 1σ en ligne pointillée rouge.

Amas	z_{cl}	$a \pm \Delta a$	$b \pm \Delta b$	σ
RXJ0152	0.84	$-5,5 \pm 0,3$	$0,54 \pm 0,09$	0,23
RCS2319	0.91	$-5,1 \pm 0,5$	$0,5 \pm 0,10$	0,18
XMMJ1229	0.98	$-3,6 \pm 0,4$	$0,4 \pm 0,10$	0,17
RCS0220	1.03	$-4,4 \pm 0,4$	$0,4 \pm 0,10$	0,19
RCS2345	1.04	$-5,6 \pm 0,6$	$0,6 \pm 0,20$	0,19
XMMJ0223	1.22	$-5,2 \pm 0,6$	$0,5 \pm 0,20$	0,23
RDCSJ1252	1.23	$-3,0 \pm 0,5$	$0,3 \pm 0,10$	0,22
XMMU2235	1.39	$-2,0 \pm 1,0$	$0,2 \pm 0,30$	0,25
XMMJ2215	1.45	$-3,0 \pm 1,0$	$0,3 \pm 0,30$	0,26

TABLE 5.1 – Résultats de l'ajustement de la relation masse-taille $\log(Re \text{ (kpc)}) = a + b \times \log(M/M_\odot)$ pour les ETGs de chaque amas.

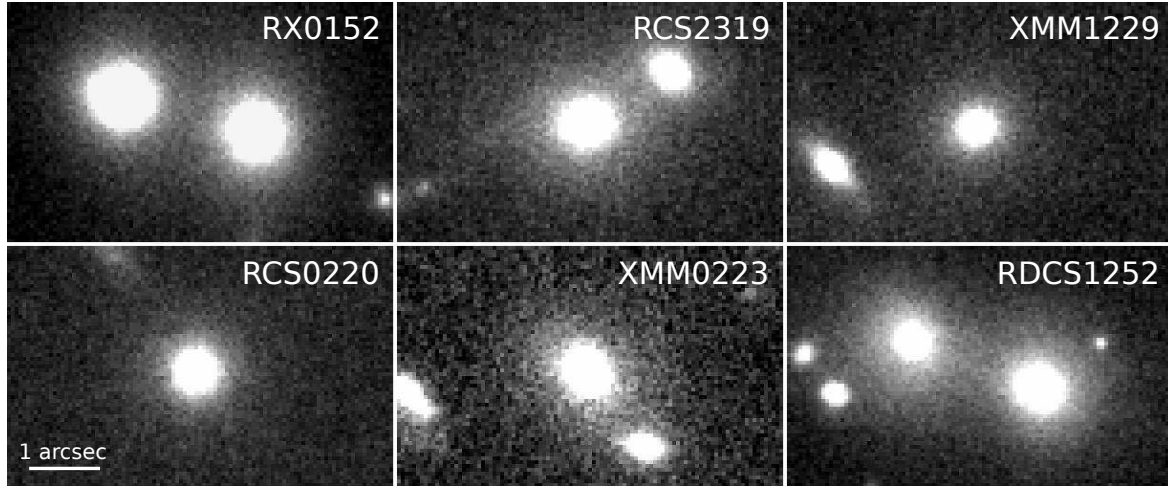


FIGURE 5.2 – Imagettes dans la bande z_{850} des BCGs détectées pour chaque amas.

ID	Amas	zcl	RA (J2000)	DEC (J2000)	z_{850}	R_e (kpc)	n	$\log(M/M_{\odot})$
2386	RX0152	0.841	28.18287	-13.95543	20.2266	8.06	4.3	11.29
2384	RX0152	0.839	28.18287	-13.95543	19.9071	13.11	4.0	11.22
2062	RCS2319	0.897	349.9726	0.63708028	19.6571	13.97	4.3	11.66
2058	XMM1229	0.974	187.37206	1.85611	20.6243	8.12	4.0	11.20
2463	RCS0220	1.029	35.23218	-3.55541	21.2163	3.67	2.2	11.18
2185	XMM0223	1.220	35.76355	-4.60424	21.4603	5.09	3.3	11.35
664	RDCS1252	1.234	193.22676	-29.45491	21.0685	8.9	5.7	11.58
656	RDCS1252	1.237	193.22676	-29.45491	21.1812	12.6	3.1	11.53

TABLE 5.2 – Propriétés des BCGs identifiées dans les amas.

5.2 Effets de l'environnement

Dans cette partie, nous allons étudier les effets d'environnement sur la relation masse-taille et l'évolution en taille des galaxies dans l'intervalle de redshift disponible.

Afin d'augmenter le nombre de galaxies dans les échantillons, nous considérons désormais trois intervalles de redshift : $0,7 \leq z < 0,9$, $0,9 \leq z < 1,1$ et $1,1 \leq z < 1,6$ qui correspondent à peu près au même intervalle de temps. Dans le premier intervalle, les galaxies d'amas seront issues des amas RX0152 et RCS2319, dans le second intervalle, des 3 amas XMM1229, RCS0220 et RCS2345 et dans le dernier intervalle, des 4 amas les plus lointains de l'échantillon XMM0223, RDCS1252, XMM2235 et XMM2215.

5.2.1 La relation masse-taille des ETGs dans les amas et dans le champ

Sur la figure 5.3 sont représentées les relations masse-taille pour les ETGs passives dans les amas et dans le champ, dans les trois intervalles de redshift considérés. Les paramètres résultants de l’ajustement de la relation masse-taille par une loi de puissance sont résumés dans le tableau 5.3. Les résultats de l’ajustement de la relation masse-taille dans l’intervalle $z = [0,7,0,9]$ sont comparables à ceux de Huertas-Company *et al.* (2013) pour le même intervalle de redshift. Les pentes de la relation masse-taille obtenues pour les ETGs d’amas et de champ sont compatibles à 1σ à tous les redshifts entre 0,7 et 1,6.

Redshift	Environnement	$a \pm \Delta a$	$b \pm \Delta b$	σ
[0,7;0,9]	Amas	$-5,2 \pm 0,3$	$+0,52 \pm 0,08$	0,22
	Champ	$-4,7 \pm 0,2$	$+0,47 \pm 0,07$	0,19
[0,9;1,1]	Amas	$-4,8 \pm 0,3$	$+0,48 \pm 0,08$	0,19
	Champ	$-5,8 \pm 0,2$	$+0,57 \pm 0,07$	0,19
[1,1;1,6]	Amas	$-3,3 \pm 0,3$	$+0,34 \pm 0,1$	0,25
	Champ	$-5,2 \pm 0,3$	$+0,50 \pm 0,1$	0,24

TABLE 5.3 – Paramètres résultants de l’ajustement de la relation masse-taille pour les ETGs de champ et d’amas tels que $\log(R_e/\text{kpc}) = a + b \times \log(M/M_\odot)$

Dans tout l’intervalle de redshift, nous mesurons plus de $85^{+10}_{-20}\%$ des ETGs du champ et plus de $70^{+15}_{-12}\%$ des ETGs d’amas sous la relation locale de Bernardi *et al.* (2010). La majorité de ces ETGs à haut redshift est plus compacte que leur équivalent dans l’Univers local. Ces fractions sont cohérentes à 1σ indépendamment de l’environnement, contrairement à ce qui est observé par Poggianti *et al.* (2012) dans l’Univers local.

Galaxies super-denses dans les amas et dans le champ

Poggianti *et al.* (2012) ont étudié les galaxies super-denses (SDGs, pour *Super-Dense Galaxies*) dans l’Univers local. Ils ont trouvé que les galaxies compactes comparables aux galaxies massives et passives à haut redshift représentent 4,4% de leur échantillon de galaxies avec $\log(M/M_\odot) > 10,5$. En comparant leurs galaxies de champ avec un échantillon de galaxies d’amas du WINGS aux mêmes redshifts, ils ont observé que la fraction de galaxies super-denses est trois fois plus petite dans le champ que dans les amas. Ils ont conclu que leurs résultats ainsi que les simulations hiérarchiques suggèrent que les galaxies massives et compactes à haut redshift évoluent en galaxies compactes dans les amas de l’Univers local.

Pour réaliser la comparaison avec nos résultats, nous avons sélectionné les SDGs

suivant le même critère de densité de surface que Poggianti *et al.* (2012) : $\Sigma_{50} > 3 \times 10^9 \text{ M}_\odot \text{ kpc}^{-2}$, où la densité de surface moyenne est définie par $\Sigma_{50} = 0.5 M_*/\pi R_e^2$. Les galaxies ne sont pas sélectionnées sur un critère de passivité ou de morphologie. Notre échantillon de galaxies d’amas contient alors uniquement les galaxies confirmées spectroscopiquement dans les amas, soit 212 galaxies, et l’échantillon de galaxies de champ est restreint à l’échantillon HCS, le seul pour lequel nous avons des galaxies de tout type morphologique, passives et actives, soit 122 galaxies. La sélection est restreinte dans l’intervalle de masse stellaire : $3 \times 10^{10} \text{ M}_\odot < M < 4 \times 10^{11} \text{ M}_\odot$.

Suivant ces critères, l’échantillon d’amas contient 67 SDGs et l’échantillon de champ en comprend 26. Cela correspond à une fraction de SDGs de $32_{-3}^{+4} \%$ dans les amas et de $21_{-3}^{+4} \%$ dans le champ, entre $z = 0,7$ et $1,6$. La fraction de SDGs est nettement plus grande à haut redshift que dans l’Univers local et nous trouvons environ 1,5 fois plus de SDGs dans les amas que dans le champ. Cependant, cet écart entre la fraction de SDGs dans les amas et dans le champ est plus petit que celui trouvé par Poggianti *et al.* (2012).

Les principales caractéristiques des SDGs d’amas et de champ sont résumées dans le tableau 5.4. Globalement, les valeurs moyennes des rayons effectifs, des indices de Sérsic, des rapports d’axe et des masses stellaires correspondent à ce qu’ont trouvé Poggianti *et al.* (2012) dans l’Univers local, et sont compatibles à 1σ dans les deux environnements. En revanche, nous trouvons une fraction de galaxies de type tardif plus élevée que Poggianti *et al.* (2012) ($\sim 7 - 8\%$). Cette fraction est comparable à celle trouvée par Valentiniuzzi *et al.* (2010b) dans les SDGs d’amas du relevé EDisCS à haut redshift (*ESO Distant Cluster Survey*, White *et al.*, 2005). Les fractions de SDGs elliptiques et lenticulaires, quant à elles, restent comparables aux résultats de Poggianti *et al.* (2012) et diffèrent de Valentiniuzzi *et al.* (2010b), qui ont trouvé quasiment la même fraction de SDGs elliptiques et lenticulaires dans les amas à haut redshift.

5.2.2 Distribution en taille

Tout au long de ce chapitre, nous allons utiliser comme estimation de taille, la taille normalisée par la masse, γ , comme définie par Newman *et al.* (2012) et Cimatti *et al.* (2012) :

$$\gamma = R_e/M_{11}^\beta, \quad (5.1)$$

avec $M_{11} = M_*/10^{11} \text{ M}_\odot$ et $\beta = 0,57$.

En utilisant cette quantité, nous enlevons la corrélation entre la taille et la masse stellaire qui peut introduire de fausses différences dans les distributions de taille des différents échantillons si les distributions de masse ne sont pas identiques. De plus, cette grandeur à l’avantage, par rapport à une normalisation classique avec l’Univers local, de ne pas dépendre de la taille des galaxies mesurées à $z \sim 0$, qui peut être estimée de manière différente. Le paramètre β est calibré sur la relation masse-taille lo-

	à haut redshift		à $z \sim 0$	
	Amas (HCS)	Champ (HCS)	Amas (WINGS)	Champ (PM2GC)
f_{SDGs}	$32^{+4}_{-3}\%$	$21^{+4}_{-3}\%$	17 %	4,4 %
$\langle R_e \rangle$	$1,55 \pm 0,08$	$1,38 \pm 0,08$	$1,57 \pm 0,34$	$1,45 \pm 0,26$
$\langle n \rangle$	$2,98 \pm 0,13$	$2,61 \pm 0,26$	$3,1 \pm 0,8$	$2,8 \pm 0,6$
$\langle b/a \rangle$	$0,61 \pm 0,04$	$0,52 \pm 0,05$	$0,65 \pm 0,16$	$0,48 \pm 0,13$
$\langle \log(M/M_\odot) \rangle$	$10,87 \pm 0,06$	$10,90 \pm 0,05$	$10,96 \pm 4,33$	$10,78 \pm 3,41$
f_{ELL}	$24 \pm 6 \%$	$15^{+11}_{-7} \%$	$29,1 \pm 7,8 \%$	$22,7 \pm 7,2 \%$
f_{S0}	$50 \pm 7 \%$	$65^{+10}_{-12} \%$	$62,0 \pm 10,7 \%$	$70,5 \pm 12,7 \%$
f_{LTG}	$19^{+6}_{-5} \%$	$19^{+10}_{-8} \%$	$8,8 \pm 4,4 \%$	$6,8 \pm 3,9 \%$
$f_{inconnu}$	$4^{+4}_{-2} \%$

TABLE 5.4 – Propriétés des SDGs dans les amas et dans le champ. Pour les galaxies à haut redshift, les valeurs moyennes sont calculées par la méthode de coupure à 3σ et les erreurs par méthode de *bootstrap* (voir section 5.2.3). Les valeurs données pour les galaxies à bas redshift correspondent aux résultats de Poggianti *et al.* (2012).

cale. Nous faisons donc l’hypothèse que la pente de la relation masse-taille ne change pas significativement avec le redshift, ce qui, comme montré dans la section 5.1, semble vrai au premier ordre avec notre échantillon. Nous avons choisi $\beta = 0,57$ pour être cohérents avec les travaux précédents, même si la valeur exacte de la pente peut varier légèrement en fonction de l’échantillon de l’Univers local utilisé pour la calibration. Nos principaux résultats sont robustes pour des légers changements de β .

La figure 5.4 montre les distributions de taille normalisée par la masse des ETGs dans le champ et dans les amas dans les 3 intervalles de redshift considérés. Nous n’observons pas de différences significatives entre les distributions obtenues dans différents environnements à redshift fixé. Nous avons réalisé des tests statistiques de KS et de Kuiper pour voir si les échantillons des ETGs de champ et d’amas avaient les mêmes distributions statistiques. Le tableau 5.5 résume les valeurs obtenues pour ces deux tests et pour différents intervalles de masse et de redshift. Les deux tests, en particulier celui de Kuiper plus sensible aux ailes des distributions, confirment que l’on ne peut pas exclure le fait que les deux distributions résultent de la même distribution statistique. Autrement dit, on ne distingue pas de différence statistique dans la distribution en taille des ETGs de champ et d’amas, ce qui confirme les premières observations de la distribution en taille.

Masse	Redshift	N _{amas}	N _{champ}	K-S	Kuiper
$\log(M/M_{\odot}) \geq 10,5$	$0,7 \leq z < 0,9$	130	123	0,05	0,14
	$0,9 \leq z < 1,1$	96	135	0,06	0,25
	$1,1 \leq z < 1,6$	94	125	0,02	0,23
$10,5 \leq \log(M/M_{\odot}) < 11$	$0,7 \leq z < 0,9$	94	83	0,50	0,39
	$0,9 \leq z < 1,1$	73	93	0,06	0,22
	$1,1 \leq z < 1,6$	64	101	0,06	0,44
$\log(M/M_{\odot}) \geq 11$	$0,7 \leq z < 0,9$	36	40	0,06	0,38
	$0,9 \leq z < 1,1$	23	42	0,88	0,99
	$1,1 \leq z < 1,6$	30	24	0,51	0,78

TABLE 5.5 – Résultats des tests statistiques de Kolmogorov-Smirnoff et de Kuiper appliqués aux distributions de tailles normalisées par la masse des ETGs du champ et des ETGs d’amas pour des intervalles de masse et de redshift donnés. N_{amas} et N_{champ} indiquent respectivement le nombre de galaxies d’amas et le nombre de galaxies de champ dans chaque sous-échantillon.

5.2.3 Evolution de la taille des ETGs dans deux environnements

L’intervalle de redshift dans lequel s’étend nos amas, $z = [0,8; 1,45]$, correspond à un intervalle de temps de ~ 2.5 Gyr. Cela peut donc nous fournir une idée de l’évolution en taille des ETGs d’amas et de champ dans cet intervalle de temps et entre $z \sim 1,5$ et $z = 0$.

Les tailles sont moyennées dans chaque intervalle de redshift en ajustant une fonction gaussienne sur la distribution des tailles normalisées par la masse. Les tailles moyennes correspondent ainsi à la position du pic du meilleur ajustement de la fonction gaussienne (voir figure 5.4 pour des exemples d’ajustements des distributions). Nous avons vérifié que les résultats ne changeaient pas en prenant la valeur médiane ou la moyenne coupée à 3σ . Les incertitudes sur la taille moyenne sont calculées par une méthode de *bootstrap*. Le calcul de chaque valeur est répété 1000 fois en enlevant à chaque fois un élément au hasard et l’erreur est calculée comme l’écart-type σ des moyennes de toutes les mesures successives. Les valeurs moyennes obtenues pour chaque échantillon de galaxies de champ ou d’amas sont résumées dans le tableau 5.7.

La taille moyenne des ETGs à $z \sim 0$ est obtenue à partir d’un échantillon de galaxies du SDSS. Cet échantillon est construit par une corrélation croisée du catalogue morphologique de Huertas-Company *et al.* (2010a) avec le catalogue de groupes de galaxies de Yang *et al.* (2007) mis à jour à la DR7 du SDSS. Les tailles viennent de l’ajustement sur un profil de Sersic réalisé par Meert *et al.* (2012, soumis). Les galaxies sont sélectionnées comme étant des ETGs avec $P(ETG) > 0,7$ et l’échantillon est divisé en deux, un échantillon de champ dont les masses de halo de matière noire sont telles que $\log(M_h/M_{\odot}) < 12,5$ et un échantillon d’amas ayant $\log(M_h/M_{\odot}) > 14$.

Les quatres panneaux de la figure 5.5 représentent l’évolution de la taille moyenne

normalisée par la masse pour les galaxies passives de type précoce de champ et d’amas ayant des masses supérieures à $3 \times 10^{10} M_{\odot}$. Les points issus de nos observations sont ajustés par une fonction de la forme : $\gamma = R_e/M_{11}^{0.57} = \beta \times (1+z)^{\alpha}$. Sur le panneau en haut à gauche est représenté l’échantillon total. Un résultat net se dessine : aucune différence significative n’est observée dans l’évolution en taille des ETGs dans les deux environnements. Les ETGs de champ suivent la fonction $\gamma \propto (1+z)^{\alpha}$ avec $\alpha = -0,87 \pm 0,04$ et les ETGs d’amas suivent la même fonction avec une pente similaire $\alpha = -0,82 \pm 0,06$ (voir aussi tableau 5.6). Pour s’assurer de la validité du degré d’évolution trouvé, nous avons superposé à nos résultats les évolutions en taille obtenues par Newman *et al.* (2012), Cimatti *et al.* (2012) et Damjanov *et al.* (2011) pour une population de galaxies entière sans distinction d’environnement. Nos résultats sont globalement en accord avec les évolutions en taille trouvées par Newman *et al.* (2012) et Cimatti *et al.* (2012). L’écart est cependant plus grand avec le résultat de Damjanov *et al.* (2011), qui trouvent $\gamma \propto (1+z)^{1,62 \pm 0,34}$ avec une taille à $z \sim 0$ plus grande que les autres ; nous sommes en désaccord à 2σ . Sur le panneau en haut à gauche, les tailles des ETGs de groupes et de champ de Huertas-Company *et al.* (2013) sont aussi représentées ; elles s’étendent sur la même relation en tenant compte des barres d’erreur.

Afin de tester si l’absence de différence entre les deux environnements est due à la contamination des galaxies de champ dans l’échantillon de galaxies d’amas, nous avons représenté sur le panneau en haut à droite de la figure 5.5 l’évolution en taille des galaxies d’amas confirmées spectroscopiquement. Les résultats restent inchangés : aucune différence significative n’est observée dans l’évolution en taille des ETGs d’amas et des ETGs de champ. On remarque que le point au plus haut redshift est légèrement au dessus de l’évolution attendue. Ceci est une conséquence de l’incomplétude des redshifts spectroscopiques à haut redshift, où seuls les objets les plus brillants (et donc les plus grands) sont observés.

Dans la partie en bas à droite de la figure 5.5, cette fois, nous avons limité l’échantillon de galaxies d’amas aux ETGs passives comprises dans un rayon de $0,5R_{200}$ du centre de chaque amas, qui est un autre moyen de limiter la contamination par des galaxies de champ. L’évolution en taille dans les deux environnements reste cohérente et comparable à l’évolution de la sélection entière. Seul le point au plus haut redshift diffère de l’échantillon entier, ce qui signifie que la contamination des galaxies d’amas est plus élevée à haut redshift et est négligeable en dessous de $z \sim 1$.

Un autre test pour vérifier la robustesse de ce résultat consiste à considérer la classification visuelle des ETGs de champ et d’amas dont le résultat est représenté sur le panneau en bas à gauche de la figure 5.5. Comme je l’ai dit dans le chapitre précédent, deux d’entre nous (Marc Huertas et moi) ont classifié visuellement l’échantillon de galaxies passives sélectionnées comme étant de type précoce par GalSVM. Nous avons trouvé entre 4 et 15% de galaxies mal classifiées par GalSVM, i.e. classifiée en tant qu’elliptiques alors que ce sont des spirales ou des irrégulières. Ces galaxies cor-

respondent à des galaxies de faibles masses qui apparaissent petites et très brillantes au centre. GalSVM les classe alors comme elliptiques alors que ce sont des galaxies spirales ayant des disques de faible brillance de surface. Cependant, cette contamination dans la population des elliptiques ne changent pas la tendance de l'évolution en taille de la population des ETGs. Les valeurs de α des meilleurs ajustements restent les mêmes dans les barres d'erreur : $\alpha = -0,82 \pm 0,05$ pour les ETGs d'amas et $\alpha = -0,89 \pm 0,05$ pour les ETGs de champ classifiées visuellement.

Puisque l'échantillon COSMOS est moins profond que les autres, en particulier à des redshifts plus grands que 1, des effets d'incomplétude pourrait avoir un impact sur l'évolution en taille observée. Nous avons vérifié que nos résultats sur l'évolution en taille restaient inchangés en retirant l'échantillon COSMOS de l'échantillon de galaxies de champ, mis à part les barres d'erreur plus grandes à cause des statistiques plus faibles.

Finalement, les ETGs passives de masse stellaire supérieure à $3 \times 10^{10} M_{\odot}$ dans les amas et dans le champ de nos échantillons ont le même comportement. Elles évoluent de la même manière compte tenu des incertitudes. Cependant, il se pourrait qu'il y ait un effet visible sur l'évolution en taille entre les deux environnements dans des intervalles de masse différents et/ou en regardant des types morphologiques différents (elliptiques, lenticulaires) comme nous avons pu le montrer dans Huertas-Company *et al.* (2013). Dans la suite, nous allons analyser en détail l'évolution en taille des ETGs dans les amas et dans le champ dans des intervalles de masse différents et pour des morphologies différentes.

Échantillon	Masse	$\alpha \pm \Delta\alpha$	$\beta \pm \Delta\beta$
ETGs d'amas	$\log(M/M_{\odot}) > 10,5$	$-0,82 \pm 0,06$	$4,57 \pm 0,04$
	$10,5 \leq \log(M/M_{\odot}) < 11$	$-0,78 \pm 0,08$	$4,38 \pm 0,03$
	$\log(M/M_{\odot}) > 11$	$-1,09 \pm 0,14$	$5,13 \pm 0,07$
ETGs de champ	$\log(M/M_{\odot}) \geq 10,5$	$-0,87 \pm 0,04$	$4,64 \pm 0,02$
	$10,5 \leq \log(M/M_{\odot}) < 11$	$-0,87 \pm 0,06$	$4,62 \pm 0,02$
	$\log(M/M_{\odot}) \geq 11$	$-1,07 \pm 0,08$	$5,37 \pm 0,10$

TABLE 5.6 – Paramètres de l'ajustement de l'évolution en taille des ETGs d'amas et des ETGs de champ de telle sorte que $R_e/M_{11}^{0.57} = \beta \times (1+z)^{\alpha}$.

5.3 Effets de l'intervalle de masse dans l'évolution de la taille

Nous allons maintenant examiner si l'effet de l'environnement dépend ou non de l'intervalle de masse considéré. Pour cela, les échantillons d'amas et de champ sont séparés en deux intervalles de masse : $3 \times 10^{10} \leq M < 10^{11} M_{\odot}$ et $M \geq 10^{11} M_{\odot}$. La coupure est effectuée à la masse critique de $10^{11} M_{\odot}$, limite au-delà de laquelle

les modèles prédisent que l'évolution des galaxies est dominée par les fusions (De Lucia *et al.*, 2006; Khochfar et Silk, 2011; Shankar *et al.*, 2013, et références incluses); on peut ainsi espérer que le comportement avec l'environnement diffère pour ces deux populations de galaxies.

La figure 5.6 montre l'évolution de la taille moyenne normalisée par la masse pour les ETGs d'amas et de champ dans les deux intervalles de masse considérés. Les valeurs moyennes des tailles sont résumées dans le tableau 5.7. La partie haute de la figure montre les résultats pour les ETGs classifiées automatiquement par GalSVM et la partie basse, ceux obtenus pour les ETGs classifiées visuellement. Nous avons ajusté l'évolution de la taille pour les ETGs d'amas et de champ comme précédemment, $\gamma \propto (1+z)^\alpha$ (voir le tableau 5.6 qui résume la valeur des paramètres ajustés).

Nous retrouvons aucune dépendance avec l'environnement dans les deux intervalles de masse considérés. Pour les ETGs d'amas, dans l'intervalle de masse $10,5 \leq \log(M/M_\odot) < 11$, $\alpha = 0,78 \pm 0,08$ pour les ETGs classifiées avec GalSVM et $\alpha = 0,79 \pm 0,07$ pour celles classifiées visuellement. Dans le même intervalle de masse, les ETGs de champ suivent une évolution avec $\alpha = -0,90 \pm 0,07$ avec la classification automatique et $\alpha = -0,91 \pm 0,07$ avec la classification visuelle. Les valeurs de α pour les ETGs d'amas et de champ sont complètement en accord à 1σ . Ces résultats confirment que la classification morphologique automatique est robuste, même dans l'intervalle de masse le plus faible, où les galaxies sont les moins brillantes. Le même résultat est observé pour les galaxies les plus massives : nous trouvons $\alpha = -1,09 \pm 0,14$ pour les ETGs d'amas et $\alpha = -1,07 \pm 0,08$ pour les ETGs de champ avec la classification GalSVM.

On peut également remarquer que, même si les ETGs les plus massives ont en général tendance à avoir une évolution en taille plus forte que les ETGs moins massives, les courbes d'évolution sont en accord à 1σ ; l'évolution en taille ne dépend donc pas de l'intervalle de masse considéré. Ce résultat est en accord avec les précédents travaux de Newman *et al.* (2012) et de Huertas-Company *et al.* (2013).

5.4 Morphologie et évolution de la taille

Le dernier point que nous allons étudier est l'évolution en taille des galaxies de type précoce séparées en deux types morphologiques, les elliptiques (ELL) et les lenticulaires (S0), afin de rechercher des différences de comportement entre ces deux classes morphologiques, qui se distinguent par la présence ou non d'un disque. Les elliptiques apparaissent comme des bulbes purs alors que les lenticulaires présentent une composante disque. La distinction faite entre ELL et S0 est la même que celle réalisée dans Huertas-Company *et al.* (2013), qui ont trouvé des comportements différents entre les deux classes (voir aussi section 4.4).

Regardons d'abord les différences à environnement fixé, *i.e.* dans les amas. La figure 5.7 représente les relations masse-taille des galaxies passives elliptiques et lenti-

Échantillon	Masse	$\langle z \rangle$	N_{gal}	moyenne	σ
Amas	$\log(M/M_{\odot}) \geq 10,5$	0,86	130	2,85	0,17
		1,01	96	2,59	0,19
		1,30	94	2,20	0,20
	$10,5 \leq \log(M/M_{\odot}) < 11$	0,85	94	2,61	0,21
		1,01	73	2,62	0,16
		1,30	64	2,33	0,19
	$\log(M/M_{\odot}) \geq 11$	0,86	36	2,73	0,43
		1,02	23	2,27	0,40
		1,31	30	2,07	0,40
Champ	$\log(M/M_{\odot}) \geq 10,5$	0,83	123	2,83	0,12
		0,99	135	2,49	0,12
		1,32	125	2,24	0,18
	$10,5 \leq \log(M/M_{\odot}) < 11$	0,82	83	2,93	0,23
		0,99	93	2,50	0,16
		1,32	101	2,15	0,19
	$\log(M/M_{\odot}) \geq 11$	0,83	40	2,70	0,21
		0,98	42	2,48	0,17
		1,33	24	2,66	0,31

TABLE 5.7 – Valeurs moyennes des tailles normalisées par la masse des ETGs d’amas et de champ dans les trois intervalles de redshift et pour différents intervalles de masse. La moyenne correspond aux coefficients de l’ajustement d’une fonction gaussienne sur la distribution des tailles, $f(x) = A_0 e^{-z^2/2}$ où $z = \frac{x-A_1}{\sigma}$, de telle sorte que A_1 corresponde à la valeur moyenne. σ est l’erreur sur la valeur moyenne obtenue par *bootstrap*. N_{gal} indique le nombre de galaxies dans chaque sous-échantillon.

culaires dans les amas dans trois intervalles de redshift ($0,7 < z < 0,9$, $0,9 < z < 1,1$, et $1,1 < z < 1,6$). Les paramètres des meilleurs ajustements sont résumés dans le tableau 5.8. Les relations masse-taille sont différentes pour les deux types : on observe que les S0s sont en moyenne plus compactes de $\sim 40\%$ que les ELLs. Nous avons réalisé des tests de KS et de Kuiper pour comparer les distributions de taille des galaxies elliptiques et lenticulaires (voir les résultats dans le tableau 5.9). À partir de ces deux tests, nous pouvons voir que les deux distributions en taille issues des classifications automatiques sont différentes statistiquement à plus de 99% entre $z = 0,7$ et $1,6$. Ce résultat est confirmé avec la classification visuelle : l’hypothèse nulle peut être rejetée à tous les redshifts considérés. Par ces tests, nous confirmons que les tailles moyennes des galaxies elliptiques et lenticulaires sont différentes. Ce résultat a déjà été observé à $z \sim 0,5$ par Huertas-Company *et al.* (2013) et à $z \sim 0$ par Bernardi *et al.* (2012), bien que l’effet soit beaucoup plus faible dans l’Univers local ($\sim 10\%$).

La distribution de masse des elliptiques et lenticulaires dans les amas et dans les trois intervalles de redshift est montrée sur la figure 5.8. On trouve une fraction plus

grande de galaxies elliptiques massives ($\log(M/M_\odot) > 11,1$) que de S0s massives ; ce résultat est en accord avec Chang *et al.* (2012) qui trouvent à tous les redshifts $z \lesssim 2$ que les ETGs les plus massives ($\log(M/M_\odot) > 11,3$) sont les plus rondes. L'origine de cette différence n'est pas déterminée, ni l'augmentation apparente de l'écart avec le redshift qui pourrait être soit une conséquence de la statistique faible, soit un effet réel. Ces observations requièrent certainement plus d'investigations.

Redshift	Type	$a \pm \Delta a$	$b \pm \Delta b$	σ
[0,7;0,9]	ELLs	$-2,6 \pm 0,3$	$+0,29 \pm 0,09$	0,18
	S0s	$-6,0 \pm 0,3$	$+0,59 \pm 0,1$	0,18
[0,9;1,1]	ELLs	$-2,6 \pm 0,4$	$+0,29 \pm 0,1$	0,18
	S0s	$-5,1 \pm 0,3$	$+0,51 \pm 0,1$	0,15
[1,1;1,6]	ELLs	$-1,4 \pm 0,4$	$+0,17 \pm 0,1$	0,22
	S0s	$-4,3 \pm 0,5$	$+0,42 \pm 0,1$	0,20

TABLE 5.8 – Paramètres résultants de l'ajustement de la relation masse-taille pour les elliptiques et lenticulaires d'amas tels que $\log(R_e/\text{kpc}) = a + b \times \log(M/M_\odot)$.

Dans un deuxième temps, observons les effets d'environnement chez les deux populations ELL et S0 distinctes. La figure 5.9 montre l'évolution de la taille moyenne normalisée par la masse pour les galaxies elliptiques et lenticulaires dans le champ et dans les amas, ayant des masses supérieures à $3 \times 10^{10} M_\odot$, sélectionnées de façon automatique avec GalSVM (partie haute de la figure) et de façon visuelle (partie basse). L'évolution est à nouveau ajustée par la fonction $\gamma \propto (1+z)^\alpha$. Les résultats de l'ajustement de l'évolution en taille sont résumés dans le tableau 5.10 et les tailles moyennes pour les ELL et les S0 sont présentées dans le tableau 5.11. Les galaxies lenticulaires suivent une évolution en taille avec $\alpha = -0,97 \pm 0,07$ dans le champ et $\alpha = -0,79 \pm 0,05$ dans les amas, tandis que $\alpha = -0,79 \pm 0,05$ pour les galaxies elliptiques du champ et $\alpha = -0,40 \pm 0,07$ pour les elliptiques des amas. Nous confirmons

Redshift	N_{ELL}	N_{S0}	K-S	Kuiper
$0,7 \leq z < 0,9$	106	124	2,9e-11	2,4e-09
$0,9 \leq z < 1,1$	77	114	6,3e-07	2,0e-05
$1,1 \leq z < 1,6$	75	89	7,8e-05	0,001

TABLE 5.9 – Résultats des tests de Kolmogorov-Smirnoff et de Kuiper appliqués aux distributions en taille normalisée par la masse des galaxies elliptiques et lenticulaires avec $\log(M/M_\odot) > 10,5$ pour les 3 intervalles de redshift. N_{ELL} et N_{S0} indiquent respectivement le nombre de galaxies elliptiques et celui de galaxies lenticulaires dans chaque sous-échantillon. Les résultats sont proches de 0 donc les distributions de taille pour ELL et S0 viennent de différentes distributions statistiques.

le fait que les galaxies de type S0 sont plus petites que les elliptiques à tous les redshifts, mais aussi que leur évolution en taille a une pente plus forte. Il semblerait que l'on détecte un signal avec l'environnement pour les galaxies elliptiques : les ELLs dans les amas semblent être 1,3 – 1,5 fois plus grandes que leur homologues dans le champ. Cependant, l'effet est petit et il n'est pas mis en évidence sur la classification visuelle ; il pourrait être dû aux faibles statistiques.

Type	Environnement	$\alpha \pm \Delta\alpha$	$\beta \pm \Delta\beta$
ELLs	amas	$-0,40 \pm 0,07$	$5,04 \pm 0,04$
	champ	$-0,79 \pm 0,05$	$5,11 \pm 0,03$
S0s	amas	$-0,79 \pm 0,05$	$4,12 \pm 0,04$
	champ	$-0,97 \pm 0,07$	$4,28 \pm 0,02$

TABLE 5.10 – Paramètres résultants de l'ajustement de l'évolution en tailles des galaxies ELL et S0 dans les amas et dans le champ avec $\log(M/M_{\odot}) > 10.5$ de telle sorte que $R_e/M_{11}^{0.57} = \beta \times (1+z)^{\alpha}$.

Puisque les effets de l'environnement sur l'évolution en taille des galaxies elliptiques et lenticulaires sont négligeables, nous pouvons représenter la distribution de taille et l'évolution de la taille des elliptiques et des lenticulaires sans distinction d'environnement pour vérifier les tendances observées sur un échantillon statistique plus important pour chaque type morphologique. Les distributions de taille normalisée par la masse sont représentées sur la figure 5.10 pour les ELLs et S0s classifiées automatiquement en haut et visuellement en bas. Les distributions sont similaires entre les deux modes de classification. Globalement, les elliptiques ont des distributions de taille plus étendues et l'ajustement de ces distributions par des fonctions gaussiennes pique à des rayons plus grands. De même, l'évolution en taille représentée sur la figure 5.11 est moins forte pour les galaxies elliptiques que pour les lenticulaires. Les elliptiques classifiées automatiquement suivent la fonction $\gamma = (5,09 \pm 0,03) \times (1+z)^{0,70 \pm 0,05}$, alors que les lenticulaires classifiées de la même façon suivent $\gamma = (4,24 \pm 0,02) \times (1+z)^{0,88 \pm 0,04}$. Quel que soit le redshift dans l'intervalle considéré, les lenticulaires sont en moyenne plus compactes que les elliptiques. Ces résultats sont en accord avec ceux de Huertas-Company *et al.* (2013) qui ont mesuré l'évolution de la taille des ELLs et S0s entre $z \sim 1$ et $z = 0$.

Avec ces observations, notre principale conclusion est que l'évolution en taille des galaxies passives de type précoce avec $M \geq 3 \times 10^{10} M_{\odot}$ ne dépend pas de l'environnement (amas vs. champ) dans l'intervalle de redshift exploré par nos données (de $z \sim 1,5$ à $z \sim 0,8$), ou que la dépendance est très faible lorsque l'on considère les classes morphologiques détaillées. L'évolution semble cependant dépendre de la morphologie.

type	environnement	$\langle z \rangle$	N_{gal}	moyenne	σ
ELLs	amas	0,86	62	4,10	0,24
		1,01	40	4,09	0,39
		1,31	58	3,01	0,37
	champ	0,82	64	3,33	0,14
		0,99	61	2,98	0,23
		1,38	58	2,30	0,21
S0s	amas	0,85	68	2,48	0,13
		1,01	56	2,56	0,13
		1,29	36	1,90	0,18
	champ	0,84	59	2,40	0,13
		0,99	74	2,08	0,16
		1,28	70	2,11	0,27

TABLE 5.11 – Valeurs moyennes des tailles normalisées par la masse des galaxies elliptiques et lenticulaires dans les amas et dans le champ dans les trois intervalles de redshift, ayant des masses supérieures à $3 \times 10^{10} M_{\odot}$. La moyenne correspond aux coefficients de l’ajustement d’une fonction gaussienne sur la distribution des tailles $f(x) = A_0 e^{-z^2/2}$ où $z = \frac{x-A_1}{\sigma}$, de telle sorte que A_1 corresponde à la valeur moyenne. σ est l’erreur sur la valeur moyenne obtenue par *bootstrap*. N_{gal} indique le nombre de galaxies dans chaque sous-échantillon.

5.5 Discussion

Dans cette section, nous allons analyser nos résultats dans le contexte des travaux précédents et des prédictions de modèles semi-analytiques qui expliquent l’accroissement en taille des ETGs au cours du temps.

5.5.1 Comparaisons avec les études précédentes

Le principal résultat de ce travail est que la relation masse-taille des ETGs et la croissance de la taille des ETGs massives sont indépendantes de l’environnement à grande échelle entre $z \sim 1,5$ et $z \sim 0,8$. Comme nous l’avons vu dans le chapitre 2, plusieurs études de la relation masse-taille ont déjà été réalisées dans différents environnements à bas et haut redshift avant ce travail.

Deux travaux en particulier, Raichoor *et al.* (2012) et Papovich *et al.* (2012), se sont attaqués à cette question dans un intervalle de redshift similaire à notre étude, mais en utilisant seulement une seule structure dense.

Raichoor *et al.* (2012) ont étudié la relation masse-taille à $z \sim 1,23$ dans le super-amas du Lynx qui contient plusieurs groupes et amas et l’ont comparée au champ extrait du relevé GOODS-S/CDFS (pour *Chandra Deep Field South*). Ils ont trouvé que les tailles des ETGs du super-amas du LYNX sont comparables avec celles des galaxies vivant dans le champ et dans des groupes lorsque les masses stellaires sont

estimées avec les modèles de populations stellaires de BC03, également utilisés dans ce travail de thèse. Nos résultats semblent en accord avec les leur. Ils ont cependant trouvé que les galaxies de champ étaient légèrement plus grandes que les galaxies du Lynx en utilisant des masses estimées avec les modèles de populations stellaires de Maraston (2005) et de Charlot et Bruzual (2012).

Papovich *et al.* (2012), quant à eux, ont abouti à un autre résultat en comparant des galaxies de champ et des galaxies d'amas à $z = 1,62$ dans le même intervalle de masse que le nôtre ($M > 3 \times 10^{10} M_{\odot}$). Il ont trouvé que les galaxies d'amas, à masse fixée, avaient des tailles plus grandes que les galaxies de champ. Ils ont également conclu que l'évolution en taille était plus lente dans les environnements denses. Ces conclusions ne sont pas confirmées par nos données, où nous disposons d'un échantillon statistique plus important. La différence n'est pas claire mais il se pourrait soit que l'amas étudié par Papovich *et al.* (2012) soit un objet particulier, soit que les effets soient plus visibles à plus haut redshift (notre échantillon étant centré à plus bas z). Avoir un échantillon statistique de groupes et/ou amas à $z > 1,5$ aiderait sûrement dans le futur à comprendre ces divergences.

Huertas-Company *et al.* (2013), en analysant des ETGs dans le champ et dans des groupes extraites du relevé COSMOS, n'ont pas non plus trouvé de dépendance avec l'environnement. Nos résultats, qui emploient des méthodes similaires pour l'estimation de la taille et de la masse, sont en accord avec cette étude.

D'un autre côté, Cooper *et al.* (2012) ont trouvé, à $0,4 < z < 1,2$, une corrélation entre l'environnement et la taille des galaxies massives $10 < \log(M/M_{\odot}) < 11$ ayant $n > 2,5$: ces galaxies dans les régions les plus denses tendent à avoir des tailles plus grandes que leur équivalent dans les régions peu denses. La différence de résultat pourrait provenir de l'intervalle de redshift étudié, de la sélection sur l'indice de Sérsic et de la manière de mesurer l'environnement qui diffère de la nôtre. Ils prennent en effet comme mesure de l'environnement la densité surfacique projetée du troisième voisin le plus proche (cf. chapitre 2 section 2.3.2).

Globalement, l'image qui semble émerger de ce travail et des précédents est que l'effet de l'environnement sur la taille des galaxies est très faible. Les implications de ce résultat pour la croissance hiérarchique des ETGs seront discutées dans la section suivante.

En outre, concernant l'effet de l'intervalle de masse, Williams *et al.* (2010) et Ryan *et al.* (2012) ont souligné dans leur travaux la dépendance en masse de l'évolution en taille des galaxies passives, où les galaxies les plus massives subissent la plus forte évolution de $z \sim 2$ à aujourd'hui. À l'inverse, Damjanov *et al.* (2011) et Cimatti *et al.* (2012) n'ont trouvé aucune dépendance de l'évolution en taille avec la masse des galaxies. Nos résultats vont dans leur sens puisque nous ne trouvons pas non plus d'effet sur l'évolution en taille des ETGs avec des intervalles de masses différents. Cependant, Huertas-Company *et al.* (2013) ont trouvé une dépendance lorsqu'ils font une différence morphologique entre ELLs et S0s : les elliptiques les plus massives

($11 < \log(M/M_{\odot}) < 11,5$) apparaissent plus compactes et ont une évolution en taille plus forte que les elliptiques moins massives ($10,5 < \log(M/M_{\odot}) < 11$) tandis que l'évolution des lenticulaires ne change pas significativement avec la masse stellaire.

Enfin, très peu de travaux ont discuté des effets de morphologie détaillée sur la croissance de la taille et la relation masse-taille. van der Wel *et al.* (2011) ont trouvé que les galaxies les plus compactes à $z \sim 2$ avec $M > 10^{10,8} M_{\odot}$ sont des galaxies dominées par des disques (voir aussi Chang *et al.*, 2012). Huertas-Company *et al.* (2013) ont aussi montré à $z \sim 0,5$ que les galaxies à disque avait tendance à apparaître plus compactes, ce qui est en accord avec nos résultats. Nous trouvons, en effet, que les galaxies lenticulaires sont plus compactes à tous les redshifts depuis $z \sim 1,5$ et que l'évolution en taille de ces galaxies est plus rapide. Nous trouvons également que les systèmes composés uniquement d'un bulbe dominant la population des galaxies passives à $z > 1$ seulement pour des masses stellaires supérieures à $\log(M/M_{\odot}) \gtrsim 11,2$, ce qui est en accord avec les travaux de Chang *et al.* (2012) et Buitrago *et al.* (2013). L'évolution de la morphologie de la population de galaxies passives et les effets sur la croissance de la taille nécessitent certainement des études plus poussées.

5.5.2 Comparaison avec des modèles semi-analytiques

Les fusions mineures ont été mises en avant comme moteur principal de l'évolution de la taille des ETGs dans plusieurs travaux récents, aussi bien observationnels que théoriques. Nous allons nous intéresser dans la suite au comportement des modèles hiérarchiques face au manque d'effet de l'environnement constaté dans ce travail.

Plus précisément, nous comparons nos résultats aux prédictions de deux modèles semi-analytiques : celui de Guo *et al.* (2011) et celui de Shankar *et al.* (2013). Les modèles de Guo *et al.* (2011) et Shankar *et al.* (2013) suivent la croissance hiérarchique des galaxies le long d'arbres de fusions issus de la simulation Millenium (Springel *et al.*, 2005). Dans ces modèles, une fusion majeure de galaxies transforme une galaxie à disque en une galaxie elliptique et les fusions mineures préservent la morphologie de la galaxie la plus massive mais ont un impact sur la taille et la masse des composantes bulbe et disque résultantes. Les bulbes peuvent également grandir via des instabilités gravitationnelles. Ces dernières sont susceptibles d'avoir un effet plus important sur les galaxies ayant des rapports bulbe sur disque intermédiaires ($0,4 < B/T < 0,7$) tandis que les fusions ont un impact plus fort sur les galaxies formées d'un bulbe pur ($B/T > 0,7$). La taille (taille dans laquelle est incluse la moitié de la masse) est mise à jour après chaque événement, en faisant l'hypothèse de conservation de l'énergie. Basé sur le modèle de Guo *et al.* (2011), le modèle de Shankar *et al.* (2013) inclut, en plus, la dissipation du gaz au cours d'une fusion majeure de deux galaxies riches en gaz.

Dans le modèle de Shankar *et al.* (2013) qui favorise le scénario de fusions mi-

neures pour la croissance des galaxies de type précoce, une différence d'évolution de la taille des galaxies est observée en fonction de l'environnement. Ce modèle maximise les effets des fusions mineures sur la croissance de la taille des galaxies résultantes des fusions avec une énergie orbitale nulle. Il tient aussi compte de la dissipation du gaz lors des fusions. Dans ce cas, les conditions initiales du modèles font que les galaxies vivant dans les environnements denses sont plus grandes, donc moins compactes, que les galaxies vivant dans les environnements peu denses, car les effets de la dissipation sont plus grands dans le champ que dans les amas. Les galaxies ont, en effet, une fraction de gaz plus élevée dans le champ que dans les amas ; les fusions donnent alors des galaxies plus compactes dans le champ. Si le scénario de Shankar *et al.* (2013) est correct, on s'attend donc à trouver des galaxies plus évoluées, donc plus larges dans les environnements denses comme les amas que dans les environnements peu denses comme le champ.

Sur la figure 5.12, est représentée l'évolution de la taille normalisée par la masse prédite par les modèles de Guo *et al.* (2011) et Shankar *et al.* (2013), pour les galaxies de champ et pour les galaxies d'amas dans les deux intervalles de masse considérées pour nos données (*i.e.* $10,5 < \log(M/M_{\odot}) < 11,0$ et $11,0 < \log(M/M_{\odot}) < 12,0$). Nous avons aussi représenté les résultats pour les galaxies de champ et de groupes COSMOS de Huertas-Company *et al.* (2013) et ceux du SDSS de Huertas-Company *et al.* (2012). Les galaxies de champ sont définies comme celles vivant dans des halos de matière noire moins massifs que $10^{13} M_{\odot}$, et les galaxies d'amas comme celles peuplant dans les halos de matière noire les plus massifs, soit $M_{halo} > 10^{14} M_{\odot}$. Les galaxies sont sélectionnées avec $B/T > 0,5$ et ont les mêmes intervalles de masse stellaire et de masse de halos.

Les tailles normalisées par la masse pour les ETGs de champ et d'amas des modèles sont normalisées à la taille pondérée par la masse des ETGs de champ observées à $z \sim 0$ du SDSS, afin de garder le même rapport entre les tailles des modèles dans les différents environnements ainsi que la pente de l'évolution.

De la même façon que Huertas-Company *et al.* (2013, 2012), pour comparer correctement les observations aux prédictions des modèles à chaque redshift et chaque intervalle de masse de halo considérés, on exécute 1000 réalisations Monte Carlo pour les deux modèles dans lesquels sont tirés au hasard des sous-échantillons ayant un nombre de galaxies égal aux échantillons observés. Pour chaque réalisation Monte Carlo, la moyenne est calculée, et la moyenne finale ainsi que l'erreur $1 - \sigma$ sont ensuite extraites de la distribution totale des moyennes. De cette façon, on prend en compte les incertitudes liées à la taille des échantillons observés. Les incertitudes dans les prédictions des modèles prennent également en compte une contamination de 20% du champ, une incertitude relative de 50% sur la masse des halos et de 50% sur la masse stellaire.

La figure 5.12 permet de tirer deux conclusions principales sur la comparaison des observations aux modèles. La première est que les deux modèles prédisent un degré

d'évolution de la taille plus faible que celui observé pour les galaxies d'amas. Les tailles prédites par les modèles sont plus grandes que celles observées ; la différence est d'autant plus grande que le redshift augmente. Le niveau de désaccord dépend du modèle et de l'intervalle de masse considérés ; il est maximum pour les galaxies les plus massives ($\log(M/M_{\odot}) > 11$) et peut atteindre 2 à 3 σ confirmant les résultats de Huertas-Company *et al.* (2013). Les différences s'estompent et disparaissent presque à plus faible masse ; les observations et prédictions des modèles sont en accord à 1 σ . En outre, le degré d'évolution prédit par les modèles pour les galaxies de champ est en accord à 1 σ avec celui observé pour les galaxies de champ et d'amas. L'écart augmente pour les galaxies les plus massives mais reste compatible, compte tenu des barres d'erreur (qui reflètent la statistique de nos échantillons et les incertitudes liées à la contamination des environnements et à la masse). Pour les galaxies d'amas les plus massives, les modèles prédisent un facteur 1,5 entre la taille des ETGs à $z = 0$ et celle à $z = 1,5$, alors que les observations montrent un facteur 2 – 2,5 entre $z = 0$ et $z \sim 1,35$.

La deuxième conclusion concerne la dépendance de l'évolution de la taille avec l'environnement ; celle-ci dépend du modèle considéré. Le modèle de Guo *et al.* (2011) prédit une petite différence de taille moyenne entre les ETGs de champ et d'amas, qui est cohérente à 1 σ , ce qui est globalement en accord avec nos observations. Le modèle de Shankar *et al.* (2013), quant à lui, prédit une plus forte dépendance avec l'environnement, les ETGs vivant dans des amas ayant des tailles plus grandes que les ETGs du champ à tous les redshifts pour les galaxies les plus massives et seulement au-delà de $z = 1$ pour les moins massives ; cette prédiction est encore en accord avec nos observations lorsque l'on prend en compte le même nombre de galaxies pour les modèles et les observations. Si l'échantillon statistique augmente, les barres d'erreur diminuent. Il serait souhaitable d'évaluer la taille d'échantillon permettant de discriminer, dans les modèles, l'évolution des galaxies vivant dans des halos massifs de l'évolution des galaxies de champ, et de comparer ensuite à un échantillon observationnel de la même taille. Cela montre à quel point l'environnement peut être utile pour contraindre les modèles d'évolution des galaxies.

La figure 5.13 montre différemment la dépendance avec l'environnement dans les modèles et les observations en représentant la taille moyenne normalisée à la masse en fonction de la masse du halo hôte de matière noire. Les prédictions des modèles et les observations sont montrées pour les deux intervalles de masse ($10,5 < \log(M/M_{\odot}) < 11,0$ et $11,0 < \log(M/M_{\odot}) < 12,0$) et pour l'intervalle de redshift entier, $0,7 < z < 1,6$, correspondant à un redshift moyen de ~ 1 . Les tailles moyennes sont aussi normalisées à la taille moyenne des galaxies de champ de chaque intervalle de masse et chaque modèle ou chaque échantillon observationnel. On observe à nouveau que le modèle de Shankar *et al.* (2013) pour les ETGs les plus massives prédit la dépendance avec l'environnement la plus forte. Même si le nombre de galaxies dans les échantillons de champ et d'amas ont augmenté en regroupant toutes les galaxies

dans un unique intervalle de redshift, les barres d'erreur sont encore compatibles entre les modèles et les observations, dans les deux intervalles de masse et pour les deux modèles.

Les résultats de Shankar *et al.* (2013, en préparation) qui prédisent l'effet d'environnement le plus fort sont pourtant en meilleur accord avec la relation masse-taille locale que ceux du modèle de Guo *et al.* (2011). Les modifications introduites pour améliorer l'accord avec la relation locale augmentent donc la dépendance de la taille des ETGs avec l'environnement, ce qui est exclu par les observations. Ce résultat est intéressant et ses implications vont être discutées dans un travail théorique détaillé de Shankar *et al.* (en préparation).

5.6 Conclusion

Nous avons étudié la relation masse-taille et l'évolution de la taille des galaxies passives de type précoce. Elle a été réalisée sur un échantillon de 305 ETGs passives ayant une masse stellaire $\log(M/M_{\odot}) > 10,5$ vivant dans neuf amas de galaxies massifs et connus entre $z = 0,8$ et $z = 1,6$, ce qui constitue le plus grand échantillon de galaxies d'amas à ces redshifts jamais utilisé pour ce type d'étude. Les résultats obtenus pour les ETGs d'amas sont comparés à ceux obtenus pour un échantillon de galaxies ayant des propriétés similaires mais résidant dans le champ.

Nos résultats sont en faveur d'une très faible évolution de la pente de la relation masse-taille des galaxies de type précoce depuis $z \sim 1,5$, indépendamment de l'environnement. En effet, les pentes des relations masse-taille des ETGs dans les amas ne changent pas significativement dans l'intervalle de redshift exploré ; la valeur typique est $\beta = 0,5 \pm 0,2$, ce qui est également en accord avec les précédents travaux à plus bas redshift et sans distinction d'environnement. Le point zéro de la relation masse-taille, quant à lui, change avec le temps. Les ETGs d'amas avec $\log(M/M_{\odot}) > 10,5$ doublent environ leur taille depuis $z \sim 1,5$. Ces résultats sont en accord avec les précédents ne tenant pas compte de l'environnement.

Concernant l'environnement, nous ne détectons pas de différences significatives dans la relation masse-taille, ni dans l'évolution de la taille des ETGs vivant dans le champ et dans les amas. L'évolution de la taille des ETGs d'amas et de champ ayant une masse stellaire supérieure à $3 \times 10^{10} M_{\odot}$ suit la fonction $\gamma \propto (1+z)^{\alpha}$, avec $\alpha = 0,85 \pm 0,10$. Nos résultats, combinés avec les récents résultats de la littérature, suggèrent une très faible dépendance de la taille des ETGs avec l'environnement à grande échelle depuis $z \sim 1,5$. L'absence de dépendance avec l'environnement est indépendante de l'intervalle de masse considéré ($10,5 < \log(M/M_{\odot}) < 11$ et $\log(M/M_{\odot}) \geq 11$). De façon intéressante, nous observons une fraction de galaxies super-denses plus grande dans les amas et dans le champ à haut redshift que dans l'Univers local. En comparant nos résultats avec ceux de Poggianti *et al.* (2012), nous trouvons que l'écart entre la fraction de SDGs dans les amas et dans le champ est ré-

duit de plus d'un facteur deux par rapport à l'écart qu'ils ont mesuré dans l'Univers local.

Nous détectons en revanche une différence entre la taille des galaxies elliptiques et celles des galaxies lenticulaires ayant $\log(M/M_{\odot}) > 10,5$: les elliptiques sont en moyenne plus grandes donc moins compactes que les lenticulaires depuis $z \sim 1,5$. Les galaxies lenticulaires ont une évolution plus forte que les elliptiques : $\gamma = (4,24 \pm 0,02) \times (1+z)^{0,88 \pm 0,04}$ pour les S0s tandis que $\gamma = (5,09 \pm 0,03) \times (1+z)^{0,70 \pm 0,05}$ pour les ELLs. Les lenticulaires sont $\sim 40\%$ plus petites à $z = 1$ et seulement $\sim 10\%$ plus petites à $z = 0$. Les galaxies elliptiques, quant à elles, dominent uniquement la population de galaxies au-delà de $\sim 10^{11} M_{\odot}$, ce qui est en accord avec le récent résultat de Chang *et al.* (2012). Il semblerait aussi qu'il y ait un effet de l'intervalle de masse sur l'évolution des galaxies elliptiques, comme l'ont reporté Huertas-Company *et al.* (2013).

Nos résultats sur l'évolution en taille des ETGs sont compatibles à 1σ avec les modèles semi-analytiques de Guo *et al.* (2011) et Shankar *et al.* (2013), dans l'intervalle de masse bas. Pour les galaxies les plus massives, le modèle de Shankar *et al.* (2013) prédit une plus grande différence entre la taille des galaxies de champ et celle des galaxies d'amas, mais cette différence est noyée dans les barres d'erreur lorsque l'on prend en compte les caractéristiques de nos échantillons observés (contamination, incertitudes sur la masse, nombre de galaxies...).

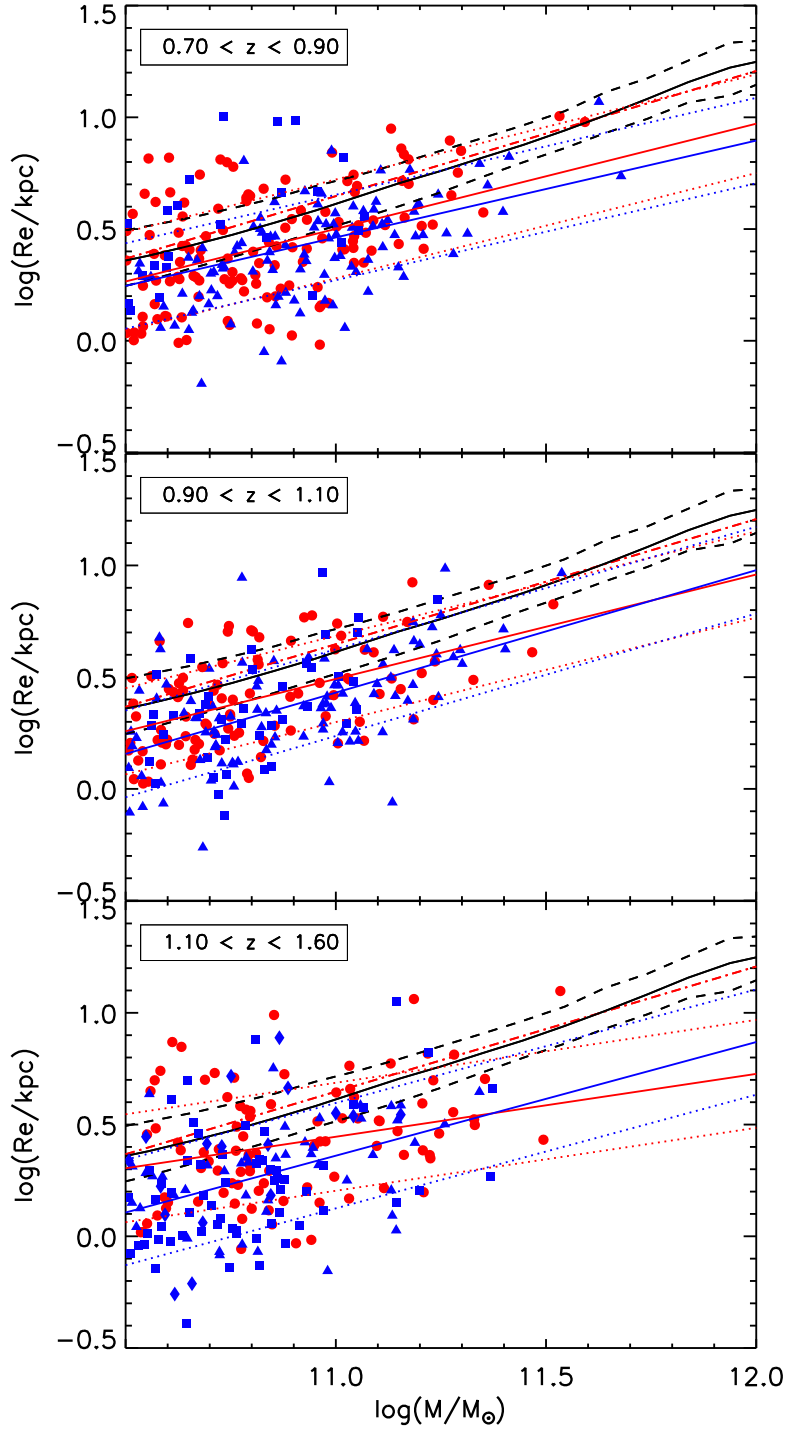


FIGURE 5.3 – Relation masse-taille des ETGs passives dans 3 intervalles de redshift et dans différents environnements. Les triangles bleus représentent les galaxies dans le champ des échantillons HCS et COSMOS, les carrés bleus celles de l'échantillon CANDELS et les losanges bleus celles de l'échantillon GOODS. Les cercles rouges sont les galaxies dans les amas. Les lignes bleues et rouges correspondent respectivement aux ajustements de la relation masse-taille pour l'échantillon de galaxies de champ et pour l'échantillon de galaxies d'amas. Les lignes noires pleine et en tirets correspondent à la relation locale de Bernardi *et al.* (2010) à $\pm 1\sigma$.

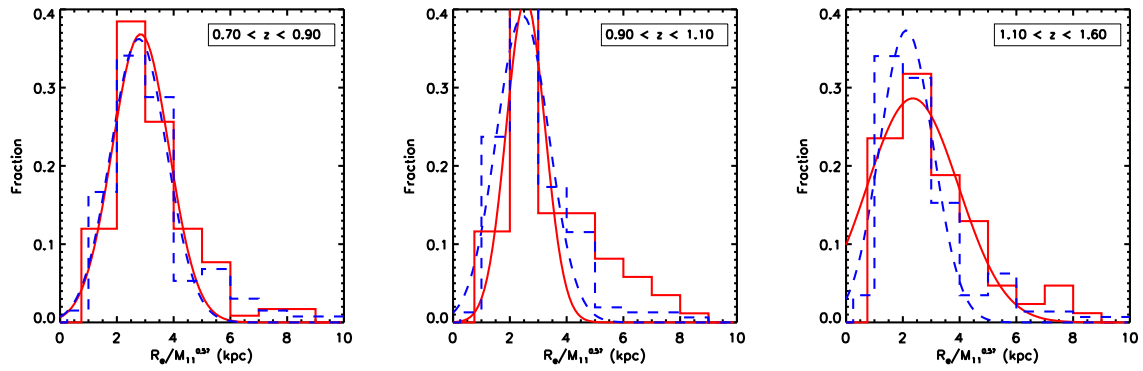


FIGURE 5.4 – Distribution de la taille normalisée par la masse des ETGs passives avec $\log(M/M_{\odot}) \geq 10,5$ dans le champ (ligne en tirets bleus) et dans les amas (ligne solide rouge) pour trois intervalles de redshift. Les courbes pleines rouges et en tirets bleus représentent respectivement les ajustements des distributions en taille des galaxies d’amas et des galaxies de champ par des fonctions gaussiennes.

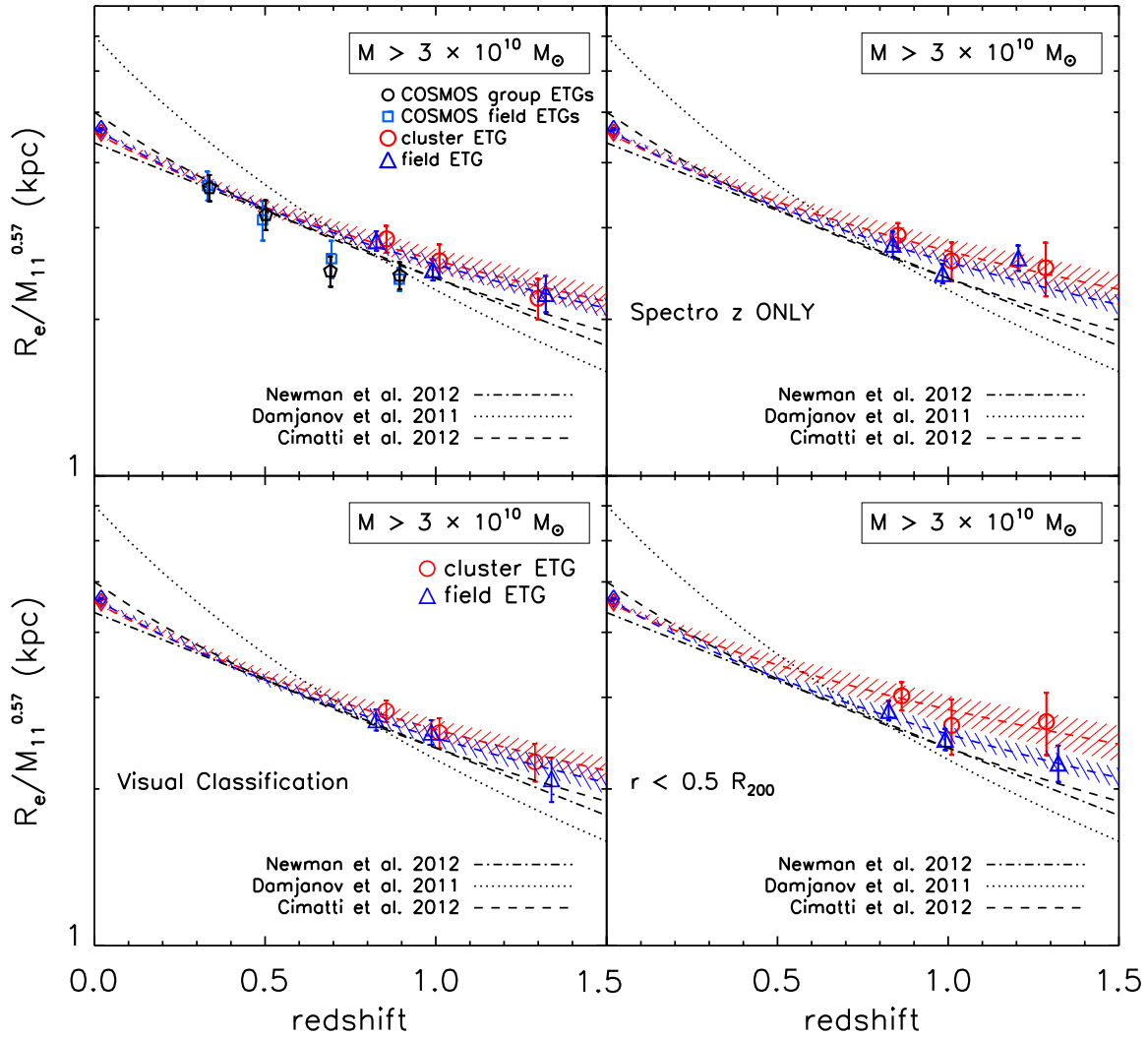


FIGURE 5.5 – Évolution de la taille en fonction du redshift pour les ETGs passives avec $\log(M/M_{\odot}) \geq 10,5$ dans les amas (cercles rouges) et dans le champ (triangles bleus). Les rayons effectifs sont normalisés à la masse stellaire avec M_{11} en unité de $10^{11} M_{\odot}$ et la pente $R_e \propto M_{11}^{0,57}$. La ligne en pointillé noire correspond à l’ajustement de Newman *et al.* (2012). La ligne en tirets est l’évolution de la taille ajustée par Cimatti *et al.* (2012) et la ligne alternée tirets-pointillés le résultat de Damjanov *et al.* (2011). *En haut à gauche* : les moyennes et erreurs sont calculées sur l’échantillon entier. *En haut à droite* : pour les ETGs ayant des redshifts spectroscopiques, la tendance est la même. *En bas à gauche* : pour les ETGs classifiées visuellement. *En bas à droite* : pour les galaxies d’amas sélectionnées dans $0.5R_{200}$.

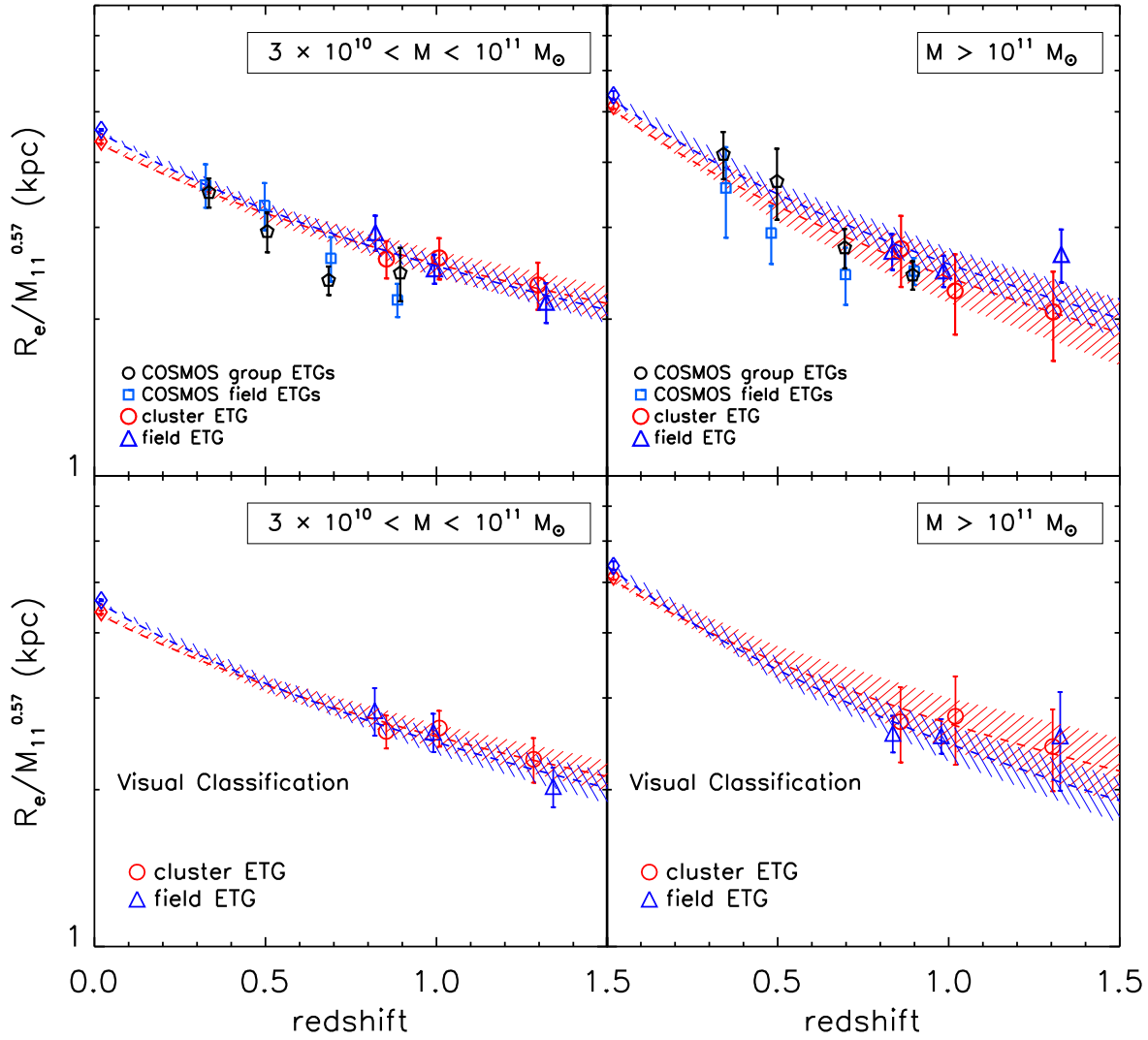


FIGURE 5.6 – Évolution de la taille normalisée par la masse en fonction du redshift pour les ETGs passives sélectionnées avec GalSVM (graphes du haut) et visuellement (graphe du bas) avec $10,5 \leq \log(M/M_\odot) < 11$ et $\log(M/M_\odot) \geq 11$ dans les amas (cercles rouges) et dans le champ (triangles bleus). Les cercles et les triangles représentent les valeurs moyennes et les barres d'erreurs la dispersion calculée par *bootstrap*. Les courbes en tirets bleus et rouges correspondent respectivement aux ajustements de $R_e/M_{11}^{0,57} \propto (1+z)^\alpha$ des galaxies de champ et d'amas. Dans les deux graphes du haut, nous avons ajouté les résultats de Huertas-Company *et al.* (2013) pour les ETGs passives de champ (carrés bleus) et de groupes (pentagones noirs) sélectionnées dans COSMOS.

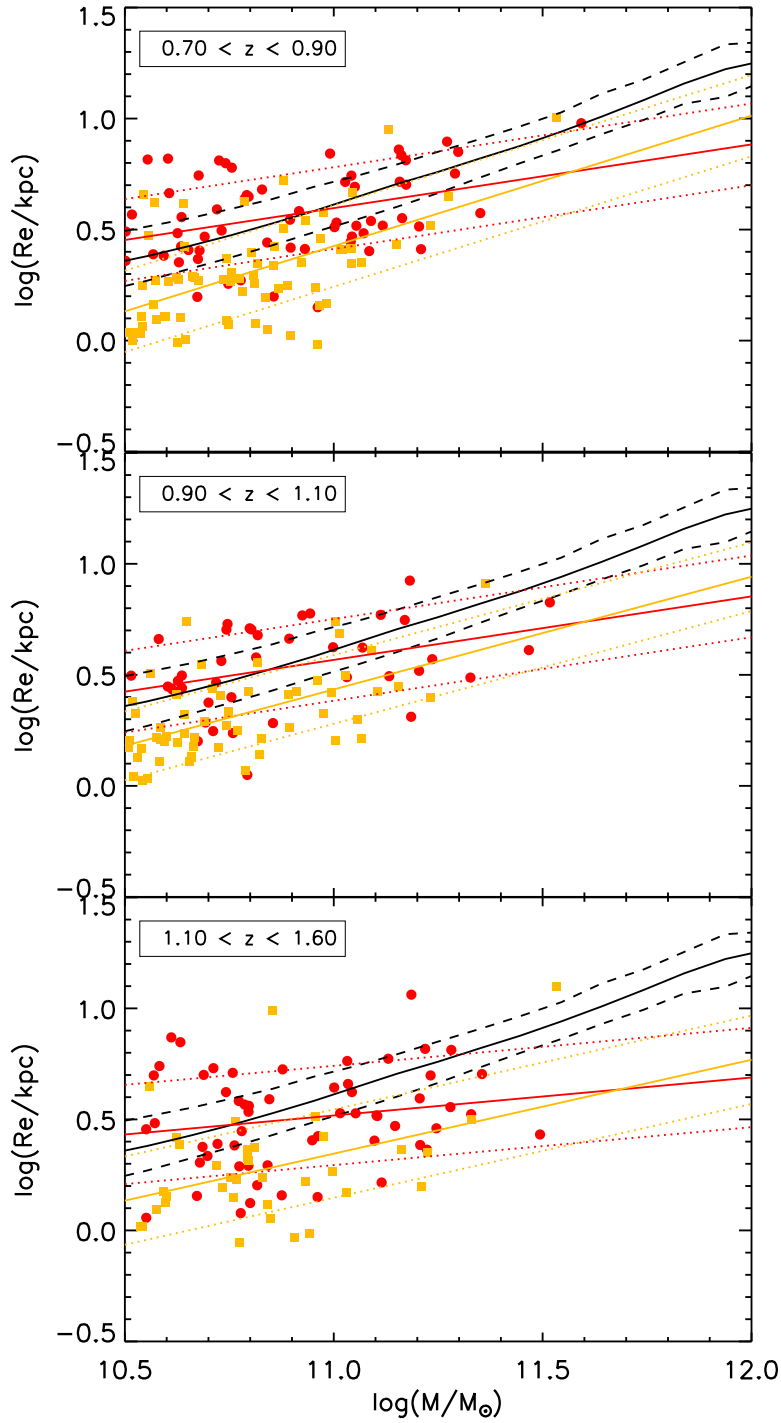


FIGURE 5.7 – Relations masse-taille des ETGs passives d’amas séparées en deux classes (ELLs et S0s) dans 3 intervalles de redshift. Les disques rouges représentent les galaxies elliptiques et les carrés oranges sont les galaxies lenticulaires. Les lignes rouges et oranges correspondent respectivement aux ajustements de la relation masse-taille pour l’échantillon de galaxies elliptiques et pour l’échantillon de galaxies lenticulaires.

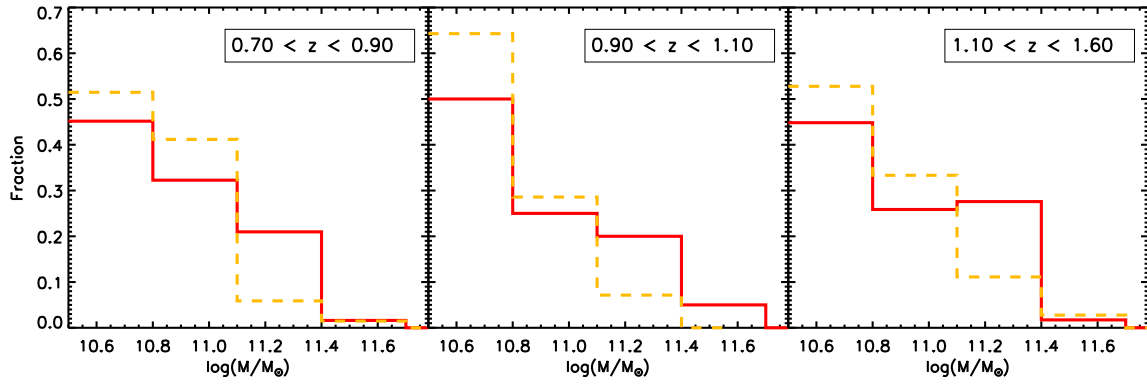


FIGURE 5.8 – Distribution de la masse des galaxies passives elliptiques (ligne rouge) et lentulaires (ligne en tirets oranges) dans les amas pour les 3 intervalles de redshift.

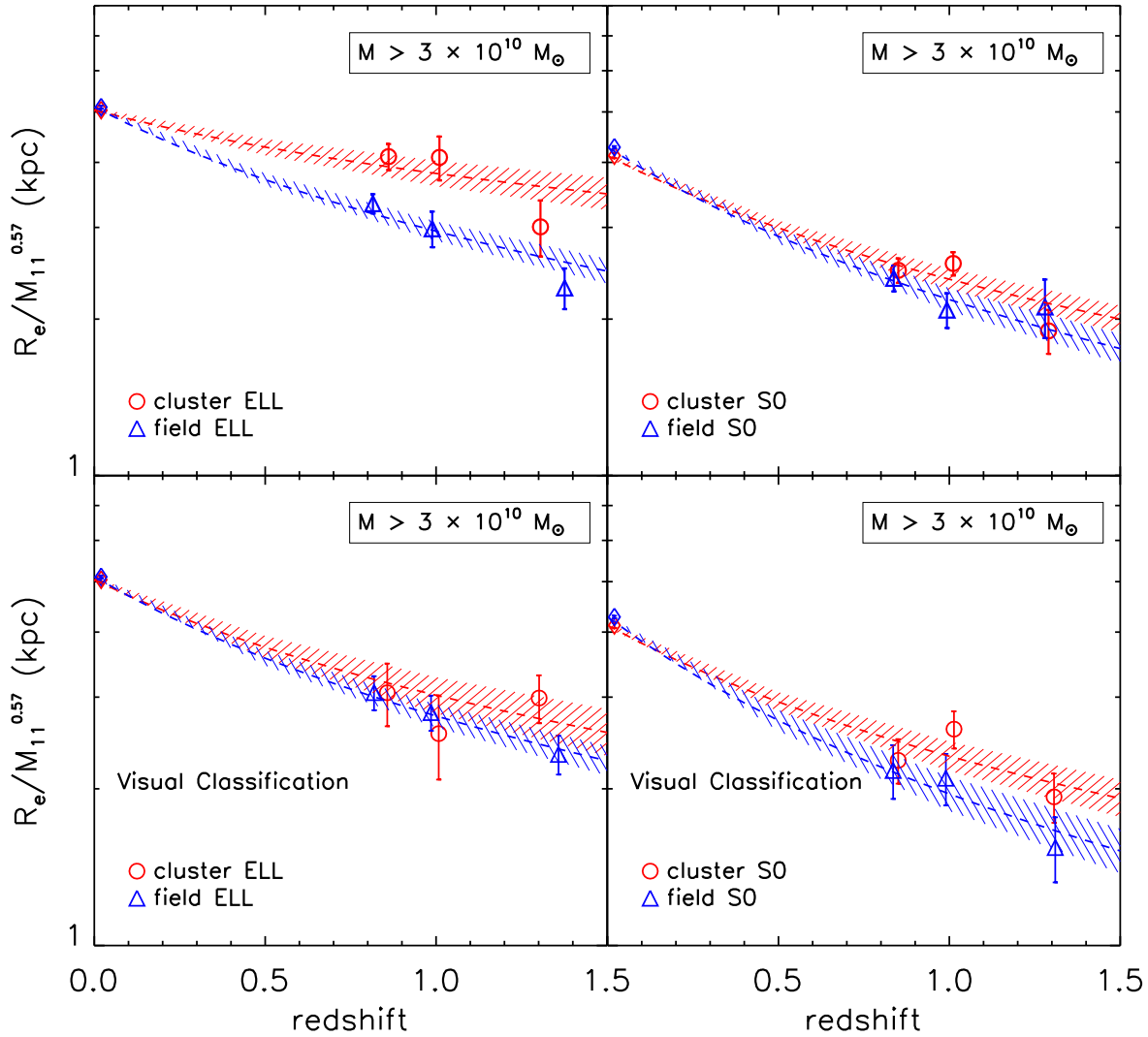


FIGURE 5.9 – Évolution de la taille normalisée à la masse en fonction du redshift pour les galaxies elliptiques (à gauche) et les galaxies lenticulaires (à droite) sélectionnées automatiquement (en haut) et visuellement (en bas) ayant $\log(M/M_{\odot}) \geq 10,5$. Les cercles rouges et les triangles bleus représentent respectivement les valeurs moyennes de la taille pour les galaxies d’amas et pour les galaxies de champ. Les lignes en tirets rouges et bleus correspondent aux ajustements de l’évolution en taille $R_e/M_{11}^{0,57} \propto (1+z)^{\alpha}$ des galaxies d’amas et des galaxies de champ respectivement.

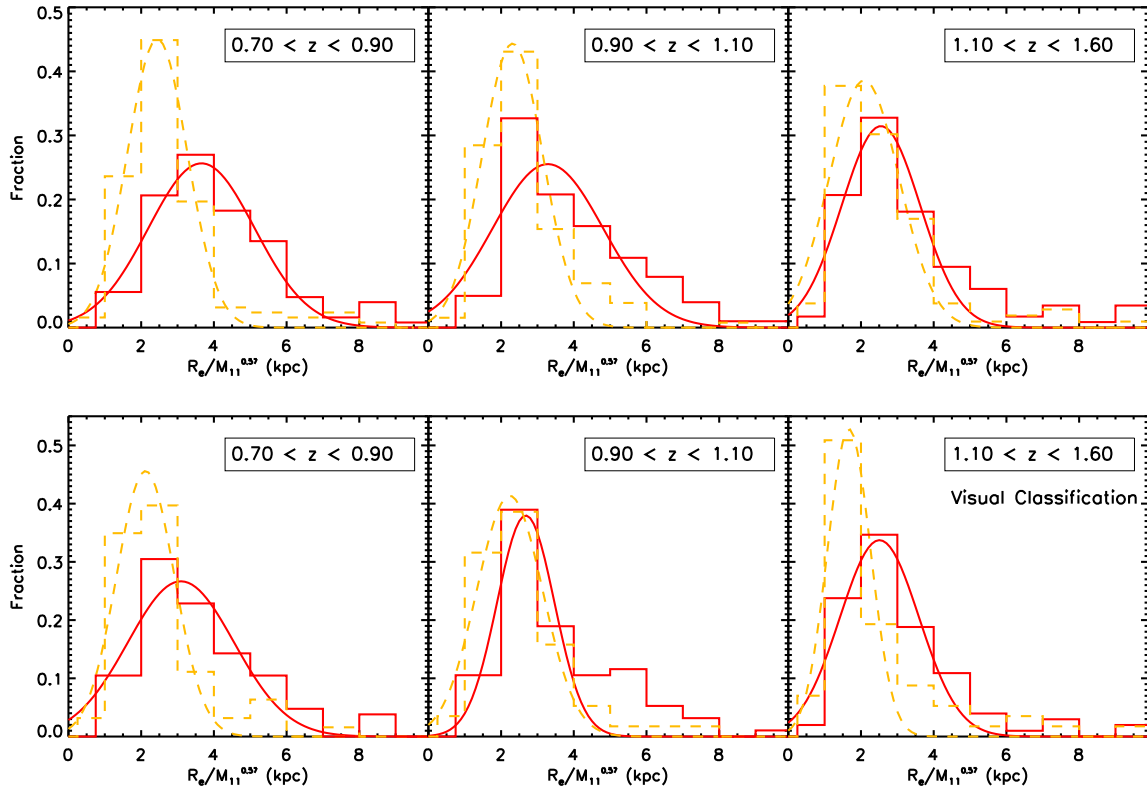


FIGURE 5.10 – Distributions de la taille normalisée par la masse des galaxies elliptiques (en rouge) et des galaxies lenticulaires (en tirets oranges) ayant $\log(M/M_{\odot}) \geq 10,5$, sans distinction d'environnement dans les trois intervalles de redshift. Les courbes pleines rouges et en tirets orange représentent respectivement les ajustements des distributions en taille des elliptiques et des lenticulaires par des fonctions gaussiennes. *En haut* : distributions obtenues avec la classification automatique. *En bas* : distributions obtenues avec la classification visuelle.

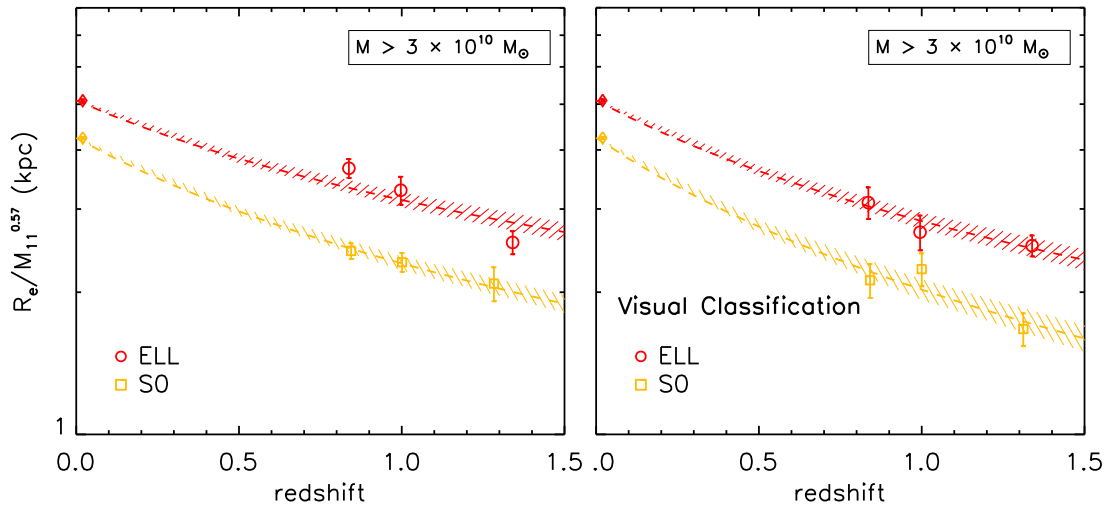


FIGURE 5.11 – Évolution de la taille normalisée par la masse des galaxies elliptiques (en rouge) et lenticulaires (en orange) en fonction du redshift, sans distinction d’environnement, ayant $\log(M/M_{\odot}) \geq 10,5$. Les cercles rouges et les carrés oranges représentent respectivement les valeurs moyennes de la taille normalisée des elliptiques et des lenticulaires. Les lignes en tirets rouges et oranges correspondent aux ajustements de l’évolution en taille $R_e/M_{11}^{0.57} \propto (1+z)^{\alpha}$ des galaxies elliptiques et des galaxies lenticulaires respectivement. À gauche : évolution obtenue avec la classification automatique. À droite : évolution obtenue avec la classification visuelle.

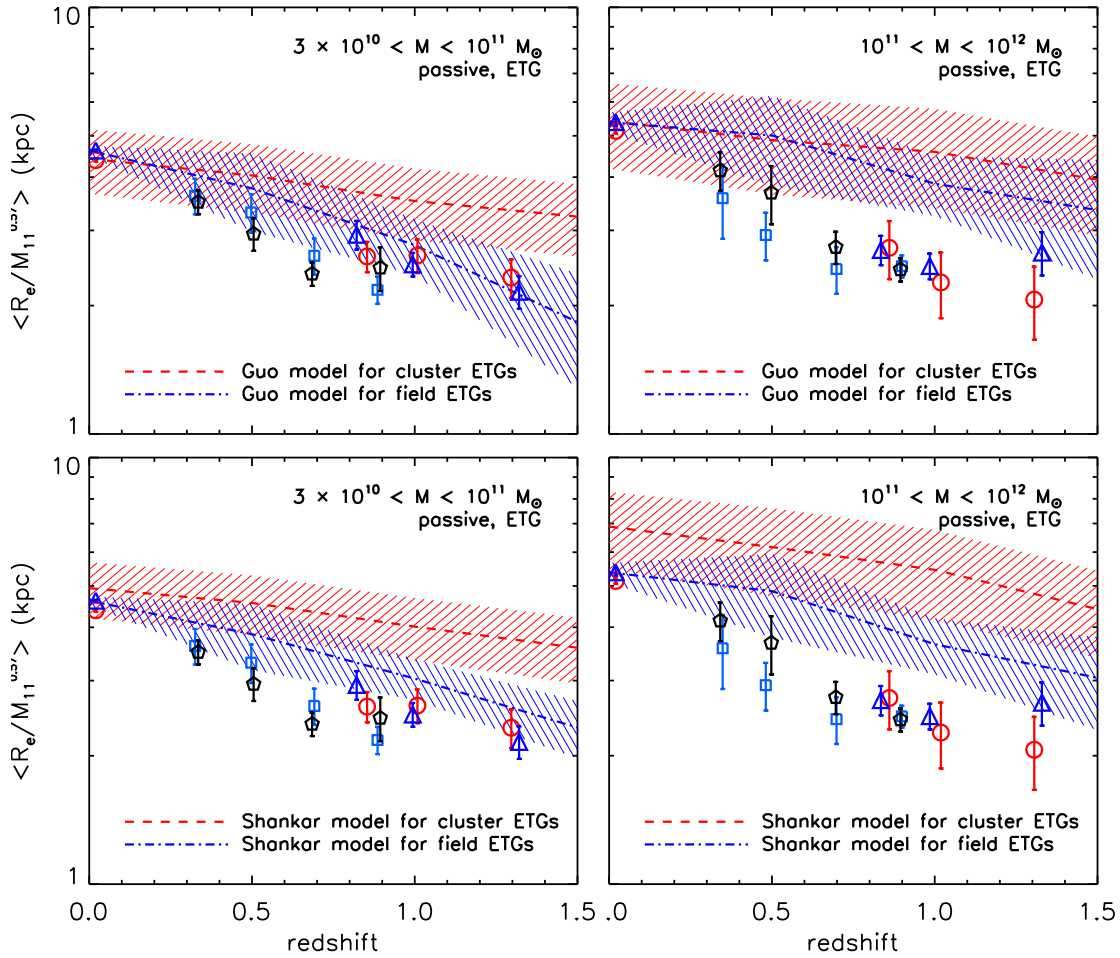


FIGURE 5.12 – Évolution de la taille normalisée par la masse des ETGs de champ et d’amas pour deux intervalles de masse ($10,5 < \log(M/M_\odot) < 11,0$ à gauche, et $11,0 < \log(M/M_\odot) < 12,0$ à droite). La taille obtenue par les modèles est normalisée par la taille moyenne des galaxies de champ observées du SDSS. Les cercles rouges correspondent aux galaxies d’amas et les triangles bleus aux galaxies de champ. Les carrés bleus et les losanges noirs correspondent respectivement aux galaxies de champ et de groupes COSMOS, issues de Huertas-Company *et al.* (2013). La ligne en tirets rouges correspond à l’évolution en taille des galaxies vivant dans des halos de $M_{halo} > 10^{14} M_\odot$ prédites par les modèles, et la ligne bleue en tirets-points représente l’évolution en taille des galaxies de champ dans des halos de $M_{halo} < 10^{13} M_\odot$ tirée des modèles. Les zones hachurées correspondent aux barres d’erreur. *En haut* : pour le modèle de Guo *et al.* (2010). *En bas* : pour le modèle de Shankar *et al.* (2013).

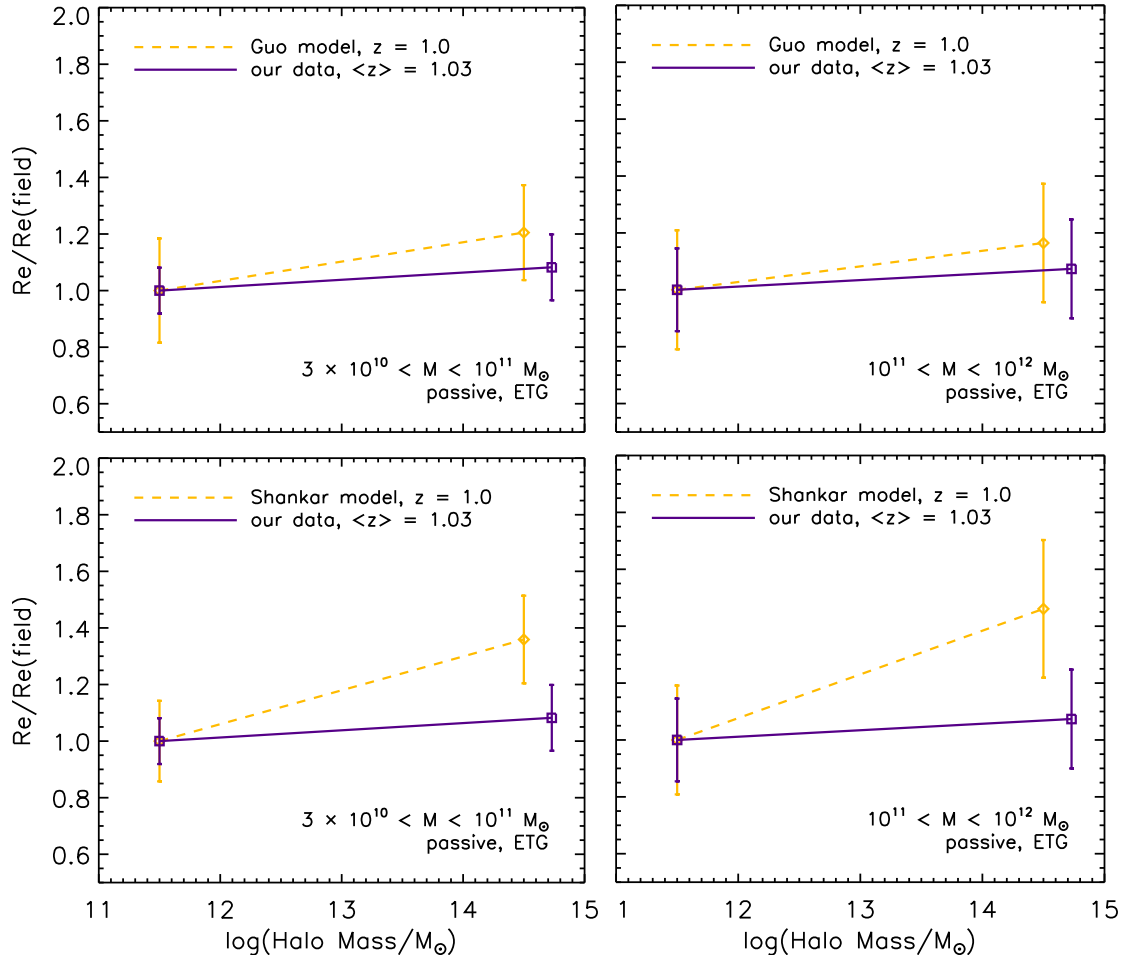


FIGURE 5.13 – Taille des ETGs en fonction de la masse du halo de matière noire. La taille est normalisée par la taille des galaxies de champ pour les observations et pour les modèles, pour tout l'intervalle de redshift $0.7 < z < 1.6$ correspondant à un redshift moyen $\langle z = 1 \rangle$. *En haut* : les prédictions du modèle de Guo *et al.* (2011). *En bas* : les prédictions du modèle de Shankar *et al.* (2013).

Conclusions et perspectives

La question de l'assemblage des galaxies massives est toujours ouverte. En particulier, l'évolution qui mène à la formation des galaxies massives de type précoce telles qu'on les observe aujourd'hui fait grand débat, depuis plusieurs années depuis la découverte de galaxies passives massives à $z \sim 1 - 2$ plus compactes que leur équivalent dans l'Univers local. Pendant longtemps, on a interprété l'uniformité des populations stellaires ainsi que la morphologie régulière de ces galaxies comme les signes d'une évolution passive subséquente à une flambée de formation stellaire ayant lieu dans l'Univers jeune (Thomas *et al.*, 2005). Cependant, la découverte à haut redshift de galaxies massives de type précoce 2 – 3 fois plus compactes que leur équivalent dans l'Univers local (Daddi *et al.*, 2005; Trujillo *et al.*, 2006a) a changé la donne. Même si la fraction de galaxies compactes dans l'Univers local est encore débattue (Valentinuzzi *et al.*, 2010a; Poggianti *et al.*, 2012; Trujillo *et al.*, 2012), il devient évident qu'une grande fraction d'ETGs massives doit augmenter significativement leurs tailles sur une période couvrant les 10 derniers milliards d'années (Buitrago *et al.*, 2008; van Dokkum *et al.*, 2008; Cenarro et Trujillo, 2009; van de Sande *et al.*, 2011, 2012; Raichoor *et al.*, 2012; Newman *et al.*, 2012, et références incluses).

Deux principaux scénarios sont proposés pour expliquer cette augmentation de taille mais pour l'instant, aucun des deux ne permet de rendre compte de tous les résultats observationnels. Une intense activité du noyau de la galaxie peut éjecter du gaz, modifier le potentiel gravitationnel du système et augmenter le rayon d'une galaxie dans un temps relativement court (Fan *et al.*, 2008, 2010). Les fusions mineures de galaxies pauvres en gaz peuvent aussi amener à augmenter la taille d'une galaxie en dispersant les étoiles dans les régions externes de la galaxie centrale, sans pour autant augmenter de façon trop significative la masse stellaire (Naab *et al.*, 2009; Bezanson *et al.*, 2009; Hopkins *et al.*, 2010b; Bernardi *et al.*, 2010; Shankar *et al.*, 2010b, 2013). Ce deuxième scénario est particulièrement séduisant car il peut expliquer beaucoup de propriétés observées (dispersion autour de la relation masse-taille, croissance à l'envers...) et les fusions mineures sont fréquentes dans les modèles cosmologiques CDM. Observationnellement, la détection de fusions mineures n'est pas triviale et il subsiste encore des questions ouvertes. Newman *et al.* (2012) ont trouvé que le nombre de satellites autour des galaxies massives peut être suffisant pour rendre compte de

l'augmentation en taille depuis $z = 1$ en faisant l'hypothèse d'un temps de fusion court. López-Sanjuan *et al.* (2012) ont établi une conclusion similaire et ajouté que le biais des progéniteurs pouvait expliquer l'excès de croissance mesurée.

L'environnement est une variable supplémentaire à considérer pour contraindre les modèles et tenter de dégager le bon scénario ; il a encore été peu étudié jusqu'à présent. Plusieurs modèles hiérarchiques prédisent en effet une dépendance de la taille des ETGs avec l'environnement dans lequel vivent les galaxies, les galaxies les plus grandes se trouvant dans les environnements les plus denses (Shankar *et al.*, 2013, et 2013, en préparation). Cependant, les résultats observationnels ont été jusqu'à maintenant sujets à controverse. Dans l'Univers local, Huertas-Company *et al.* (2012) ne trouvent aucune tendance de dépendance à l'environnement pour les galaxies massives du SDSS (voir aussi Weinmann *et al.*, 2009). Au contraire, Poggianti *et al.* (2012) trouvent que les galaxies dans les amas sont légèrement plus petites que les galaxies de champ, à masse stellaire fixée. À plus haut redshift, Huertas-Company *et al.* (2013) ne trouvent pas non plus de dépendance de la taille avec l'environnement entre des galaxies de champ et des galaxies de groupes à $z < 1$ tandis que Cooper *et al.* (2012) détectent des galaxies plus grandes dans les environnements les plus denses.

Dans ce contexte, la période $z > 1$ semble être le moment idéal pour étudier la dépendance entre la taille et l'environnement, puisque c'est le moment où les amas de galaxies massifs apparaissent par accréation de plus petits halos. Si les galaxies finissant dans ces structures denses ont été transformées différemment que celles finissant dans le champ, les effets devraient être visibles à ce moment là. Les premiers travaux à haut redshift ont étudié un seul amas de galaxie (Raichoor *et al.*, 2012; Papovich *et al.*, 2012) et apportent des conclusions différentes. Avoir un échantillon statistique de galaxies d'amas suffisamment important va permettre de consolider les résultats.

Dans ce travail de thèse, j'ai donc effectué l'analyse de la relation masse-taille et de l'évolution en taille des ETGs passives sur un échantillon de 9 amas de galaxies massifs, dans l'intervalle $0,8 < z < 1,6$, comparé à un échantillon homogène de galaxies de champ. Tous les amas de notre échantillon ont une émission en rayon X étendue, ont 20 à 100 membres confirmés spectroscopiquement et ont été observés dans au moins deux bandes passantes avec la caméra ACS du télescope spatial Hubble et dans le proche infrarouge avec Hawk-I sur le VLT (ou ISAAC). Par comparaison, les galaxies vivant dans le champ sont extraites de quatre relevés HCS, COSMOS, GOODS et CANDELS.

J'ai réalisé l'analyse de données sur le relevé d'amas HCS et une partie de l'analyse des galaxies de champ afin de rétablir l'homogénéité des deux échantillons. Les tailles ont ainsi été mesurées avec GALAPAGOS (Barden *et al.*, 2005, 2012) et Galfit (Peng *et al.*, 2002) sur les images observées dans la bande la plus proche de la bande B au repos. Les masses ont été estimées avec le code LePhare (Arnouts *et al.*, 1999; Ilbert *et al.*, 2006) pour des modèles de populations stellaires de Bruzual et Charlot

(2003) et une IMF de Chabrier (2003). Les morphologies des galaxies du relevé HCS ont été déterminées à la fois de façon automatique avec GalSVM (Huertas-Company *et al.*, 2008, 2009, 2011) et de façon visuelle comme la grande majorité des galaxies de champ de notre échantillon. Finalement, nous avons sélectionné les galaxies d’amas classifiées comme ETGs ayant une masse supérieure à $3 \times 10^{10} M_{\odot}$ et se trouvant sur la séquence rouge déterminée pour chaque amas de galaxies. Les galaxies de champ ont été sélectionnées comme étant des ETGs passives (critère sur la couleur ou le SSFR) dans le même intervalle de redshift que celui des amas, avec la même limite de masse.

Concernant la relation masse-taille, nos résultats sont en faveur d’une très faible évolution de la pente de la relation masse-taille des galaxies de type précoce depuis $z \sim 1,5$, indépendamment de l’environnement. En effet, les pentes des relations masse-taille des ETGs dans les amas ne changent pas significativement dans l’intervalle de redshift exploré ; la valeur typique est $\beta = 0,5 \pm 0,2$, ce qui est aussi en accord avec les précédents travaux à plus bas redshift et sans distinction d’environnement. Le point zéro de la relation masse-taille, quant à lui, change avec le temps. Les ETGs d’amas avec $\log(M/M_{\odot}) > 10,5$ doublent environ leur taille depuis $z \sim 1,5$. Ces résultats sont en accord avec les précédents ne tenant pas compte de l’environnement.

Le principal résultat est que nous ne détectons pas de différences significatives dans la relation masse-taille ni dans l’évolution de la taille des ETGs vivant dans le champ et dans les amas. Nos résultats, combinés avec les récents résultats de la littérature, suggèrent une très faible dépendance de la taille des ETGs avec l’environnement à grande échelle depuis $z \sim 1,5$. L’absence de dépendance avec l’environnement est aussi indépendante de l’intervalle de masse considéré ($10,5 < \log(M/M_{\odot}) < 11$ et $\log(M/M_{\odot}) \geq 11$).

Nous détectons en revanche une différence entre la taille des galaxies elliptiques et celles des galaxies lenticulaires ayant $\log(M/M_{\odot}) > 10,5$: les elliptiques sont en moyenne plus grandes — donc moins compactes — que les lenticulaires depuis $z \sim 1,5$. Les galaxies lenticulaires ont une évolution en taille plus forte que les elliptiques : elles sont $\sim 40\%$ plus petites à $z = 1$ et seulement $\sim 10\%$ plus petites à $z = 0$. Les galaxies elliptiques, quant à elles, dominent uniquement la population de galaxies au-delà de $\sim 10^{11} M_{\odot}$, ce qui est en accord avec le récent résultat de Chang *et al.* (2012). En distinguant les types morphologiques, il semblerait qu’il y ait un effet de l’intervalle de masse sur l’évolution en taille des galaxies elliptiques, mais pas sur l’évolution des lenticulaires : l’évolution a tendance à être plus forte pour les elliptiques les plus massives, ce qui est rapporté par Huertas-Company *et al.* (2013).

Finalement, nos résultats sur l’évolution en taille des ETGs sont compatibles à 1σ avec les modèles semi-analytiques de Guo *et al.* (2011) et Shankar *et al.* (2013). Pour les galaxies les plus massives, le modèle de Shankar *et al.* (2013) prédit une plus grande différence entre la taille des galaxies de champ et celle des galaxies d’amas car il

maximise les effets des fusions mineures et prend en compte la dissipation du gaz, mais cette différence reste compatible à 1σ compte tenu des barres d'erreur dues à la contamination des échantillons, aux incertitudes sur la masse des halos et la masse stellaire, ainsi qu'au nombre de galaxies des échantillons.

Ce travail ouvre de nombreuses perspectives. Il serait intéressant de le poursuivre selon plusieurs axes.

D'une part, je pense qu'il serait intéressant de poursuivre l'analyse de la relation masse-taille et de l'évolution en taille dans différents environnements en compilant les données disponibles dans la littérature pour avoir un grand échantillon homogène de galaxies d'amas et de champ. Il serait nécessaire d'homogénéiser toutes les données en estimant la taille, la masse et la morphologie de la même manière et en utilisant les mêmes critères de sélection pour confectionner l'échantillon final. Cela permettrait d'avoir une vision globale la plus complète possible de l'évolution de la relation masse-taille des ETGs. Cette étude devrait aussi être poursuivie à plus haut redshift avec des échantillons suffisamment importants d'ETGs d'amas et d'ETGs de champ pour explorer les effets d'environnements dans l'Univers encore plus jeune. Certains modèles montrent, en effet, un écart de plus en plus grand entre la taille des ETGs de champ et celle des ETGs d'amas, les ETGs de champ apparaissant plus compactes.

D'autre part, l'utilisation de données spectroscopiques me semble indispensable dans le futur pour avoir une mesure de distance plus fiable et s'abstenir des incertitudes sur les modèles de population stellaire et sur l'IMF dans l'estimation des masses. L'étude de la relation masse-taille avec des masses dynamiques doit être développée pour avoir des échantillons statistiques suffisamment grands. Il serait intéressant, par exemple, d'obtenir les spectres des galaxies sélectionnées dans cette étude afin d'avoir confirmation de leur appartenance aux amas ainsi que de confirmer l'analyse effectuée avec les masses dynamiques.

En attendant les données spectroscopiques, nous pourrions également acquérir des images dans des filtres plus bleus que ceux dont nous disposons pour le relevé HCS afin de mieux contraindre les ajustements de SED et d'obtenir des informations sur l'âge et l'histoire de la formation stellaire, mais aussi d'améliorer l'estimation des redshifts photométriques. Ceci permettrait de voir la dépendance de l'âge avec l'environnement.

Finalement, je pense qu'il faudrait étudier séparément l'évolution de la taille des galaxies elliptiques et des galaxies lenticulaires. Il se peut, en effet, que ces deux types de galaxies ne subissent ni les mêmes transformations, ni ne soient sensibles aux mêmes processus physiques de manière identique. La distinction est, cependant, délicate à haut redshift. Il serait intéressant de mesurer la taille des galaxies lenticulaires en ajustant un profil de luminosité avec deux composantes, un bulbe et un disque, et d'étudier l'effet sur la relation masse-taille et l'évolution en taille. Aussi,

une comparaison avec les modèles dans lesquels les prédictions pour les galaxies elliptiques et lenticulaires seraient distinctes s'impose. En outre, le modèle de Shankar *et al.* (2013) montre une différence plus importante de la taille en considérant uniquement les galaxies centrales des halos de matières noires et non les galaxies satellites. Pour étudier si cet effet est observé, il est nécessaire d'augmenter significativement le nombre d'amas et de groupes observés et de ne considérer que la galaxie au centre de ces halos de matière noire massifs.

Annexes

Annexe A

Catalogues des galaxies d'amas

Les catalogues de galaxies pour les neuf amas étudiés sont détaillés ci-dessous. Chaque catalogue contient :

1. Id : l'identifiant de la galaxie,
2. RA : l'ascension droite en degré,
3. DEC : la déclinaison en degré,
4. z_{spec} : le redshift spectroscopique,
5. R_e : le rayon effectif circularisé en kpc,
6. n : l'indice de Sersic,
7. Q : le rapport d'axe b/a ,
8. $\log(M/M_\odot)$: la masse stellaire,
9. R/R_{200} : la distance au centre de l'amas en unité de R_{200} ,
10. $P(ETG)$: la probabilité pour la galaxie d'être de type précoce, issue de GalSVM,
11. Auto : le type morphologique de la classification automatique,
12. Visuel : le type morphologique de la classification visuelle.

A.1 RX0152 à $z = 0,84$

Id	RA	DEC	z_{spec}	R_e	n	Q	$\log(M/M_\odot)$	R/R_{200}	$P(ETG)$	Auto	Visuel	
805	28.182459	-14.009421	-99.0	0.978	3.5	0.33	10.62	1.270	0.55	S0	ETG	S0
976	28.184584	-14.00173	-99.0	1.711	7.9	0.64	10.86	1.089	0.91	S0	ETG	""
1335	28.168643	-13.989337	-99.0	2.286	1.7	0.85	10.50	0.864	0.85	E	ETG	""
1421	28.149081	-13.986198	-99.0	2.411	4.8	0.88	10.59	1.074	0.87	E	ETG	E
1496	28.204189	-13.98396	-99.0	1.177	3.5	0.53	10.74	0.837	0.74	S0	ETG	S0
1573	28.205208	-13.981888	-99.0	1.886	3.5	0.40	10.73	0.814	0.60	S0	LTG	""
1619	28.169173	-13.980711	-99.0	4.548	7.9	0.85	10.54	0.676	0.90	S0	ETG	E
1722	28.168698	-13.977169	-99.0	1.800	3.8	0.62	10.81	0.610	0.70	S0	ETG	S0

ANNEXE A. CATALOGUES DES GALAXIES D'AMAS

Id	RA	DEC	z_{spec}	R_e	n	Q	$\log(M/M_\odot)$	R/R_{200}	$P(ETG)$	Auto	Visuel	
1810	28.164076	-13.974435	-99.0	2.448	4.1	0.56	10.56	0.628	0.91	E	ETG	'''
1886	28.169321	-13.972612	-99.0	1.858	2.8	0.52	10.57	0.514	0.76	S0	ETG	S0
1888	28.216328	-13.97198	-99.0	0.960	2.7	0.63	10.96	0.878	0.71	S0	ETG	E
1889	28.169276	-13.970767	-99.0	6.834	5.4	0.93	11.16	0.482	0.91	E	ETG	E
2006	28.174245	-13.969368	-99.0	2.029	4.3	0.39	10.75	0.385	0.62	S0	ETG	S0
2009	28.216127	-13.969057	-99.0	6.540	3.5	0.61	10.55	0.845	0.67	E	LTG	'''
2010	28.193984	-13.96949	-99.0	1.194	2.7	0.52	10.81	0.421	0.68	S0	ETG	S0
2015	28.225532	-13.969152	-99.0	1.931	3.1	0.45	10.62	1.054	0.53	S0	ETG	S0
2045	28.16791	-13.968036	-99.0	1.440	3.9	0.88	10.96	0.460	0.91	S0	ETG	E
2158	28.226845	-13.964754	-99.0	1.802	5.5	0.83	10.74	1.057	0.94	E	ETG	E
2175	28.167107	-13.964298	-99.0	1.573	2.5	0.64	10.67	0.425	0.93	E	ETG	E
2207	28.166574	-13.961689	-99.0	5.194	3.6	0.72	11.15	0.410	0.75	E	ETG	E
2208	28.197085	-13.96238	-99.0	3.242	4.5	0.86	11.00	0.372	0.93	E	ETG	E
2233	28.166671	-13.962205	-99.0	1.413	3.3	0.87	10.96	0.413	0.82	E	ETG	E
2234	28.171396	-13.96196	-99.0	2.873	5.0	0.48	10.96	0.310	0.75	S0	ETG	S0
2238	28.173849	-13.962415	-99.0	3.599	2.2	0.63	10.63	0.268	0.75	E	LTG	'''
2352	28.213091	-13.957651	-99.0	7.870	6.7	0.85	11.27	0.712	0.91	E	ETG	E
2406	28.205414	-13.957719	-99.0	2.543	7.6	0.84	10.67	0.533	0.89	E	ETG	E
2460	28.16432	-13.955822	-99.0	6.294	5.7	0.79	10.74	0.436	0.91	E	ETG	E
2467	28.181315	-13.956364	-99.0	1.076	2.6	0.52	10.53	0.042	0.55	S0	ETG	S0
2623	28.19111	-13.949616	-99.0	9.532	4.1	0.78	11.59	0.237	0.92	E	ETG	'''
2662	28.217622	-13.951319	-99.0	1.005	4.2	0.83	10.51	0.823	0.80	S0	ETG	E
2701	28.193062	-13.95018	-99.0	3.696	5.2	0.79	10.51	0.269	0.89	E	LTG	'''
2757	28.160494	-13.947776	-99.0	1.056	2.9	0.48	10.89	0.556	0.80	S0	ETG	S0
2785	28.147916	-13.94715	-99.0	2.764	3.6	0.76	10.84	0.844	0.91	E	ETG	'''
2791	28.227773	-13.947303	-99.0	1.970	3.3	0.60	10.80	1.073	0.87	S0	LTG	'''
2836	28.167933	-13.946221	-99.0	1.272	3.9	0.42	10.63	0.412	0.76	S0	ETG	S0
2862	28.190296	-13.945628	-99.0	1.160	4.6	0.96	10.54	0.289	0.83	S0	ETG	E
2906	28.219781	-13.944105	-99.0	3.899	6.1	0.75	10.72	0.908	0.90	E	ETG	E
2951	28.184268	-13.943456	-99.0	1.763	3.4	0.89	10.54	0.283	0.84	S0	ETG	E
2973	28.158649	-13.94101	-99.0	8.900	5.2	0.49	11.13	0.663	0.74	S0	ETG	S0
3027	28.212077	-13.94038	-99.0	3.203	2.5	0.45	10.87	0.772	0.60	S0	LTG	'''
3176	28.150648	-13.935572	-99.0	5.036	5.8	0.74	11.17	0.890	0.89	E	ETG	E
3207	28.149965	-13.935549	-99.0	2.655	2.4	0.95	10.63	0.904	0.55	E	ETG	E
3285	28.144351	-13.932896	-99.0	2.562	4.6	0.86	11.01	1.049	0.91	S0	ETG	E
3313	28.185562	-13.931593	-99.0	4.448	6.2	0.78	10.79	0.564	0.91	E	ETG	E
3422	28.164261	-13.928524	-99.0	6.474	3.7	0.92	10.72	0.769	0.79	E	LTG	'''
3735	28.215086	-13.917694	-99.0	4.614	7.9	0.61	10.60	1.167	0.81	E	ETG	'''
3904	28.170577	-13.909759	-99.0	2.566	8.0	0.72	11.02	1.112	0.71	S0	ETG	S0
4011	28.191883	-13.905267	-99.0	1.861	3.1	0.41	10.67	1.198	0.62	S0	ETG	S0
4320	28.184849	-13.893395	-99.0	2.621	6.2	0.76	10.89	1.459	0.92	E	ETG	E
997	28.179548	-14.000119	0.8288	3.099	2.8	0.76	10.50	1.054	0.79	E	ETG	'''
1068	28.171624	-13.998813	0.8237	1.280	3.1	0.44	10.54	1.054	0.67	S0	ETG	S0
1341	28.20161	-13.989141	0.8468	2.225	4.9	0.62	10.81	0.907	0.87	S0	ETG	'''
1349	28.161143	-13.988933	0.835	1.950	3.2	0.63	10.66	0.939	0.73	S0	ETG	'''
1363	28.166442	-13.988465	0.8443	2.252	1.5	0.99	10.62	0.867	0.85	E	ETG	'''
1525	28.165344	-13.982224	0.8322	3.503	6.1	0.78	10.89	0.753	0.94	E	ETG	E
1560	28.158437	-13.981846	0.8249	1.564	5.4	0.76	10.83	0.846	0.88	S0	ETG	E
1689	28.143806	-13.978222	0.83	4.219	5.2	0.47	10.78	1.063	0.59	S0	ETG	S0

Id	RA	DEC	z_{spec}	R_e	n	Q	$\log(M/M_\odot)$	R/R_{200}	$P(ETG)$	Auto	Visuel	
1714	28.206645	-13.977428	0.846	5.542	7.0	0.72	10.67	0.761	0.85	E	ETG	'''
1752	28.170428	-13.975745	0.831	2.664	4.6	0.60	10.64	0.560	0.85	S0	ETG	'''
1764	28.206161	-13.975272	0.843	2.710	4.5	0.49	11.14	0.719	0.71	S0	ETG	S0
1772	28.162138	-13.975401	0.83	1.768	2.9	0.69	10.88	0.677	0.82	S0	ETG	'''
1826	28.15336	-13.974228	0.837	2.333	4.8	0.64	10.74	0.823	0.92	S0	ETG	'''
1857	28.179744	-13.972791	0.827	2.603	3.0	0.80	11.04	0.414	0.83	S0	ETG	'''
1901	28.163124	-13.972128	0.822	1.458	4.0	0.91	10.56	0.608	0.64	S0	ETG	E
1928	28.21663	-13.97078	0.847	3.310	2.1	0.50	11.23	0.872	0.57	S0	ETG	S0
1952	28.164635	-13.968975	0.8258	6.008	8.0	0.84	10.75	0.534	0.88	E	ETG	E
2020	28.164358	-13.968432	0.867	6.598	8.0	0.84	10.60	0.532	0.90	E	ETG	'''
2109	28.174313	-13.966028	0.846	1.737	2.2	0.72	10.95	0.320	0.64	S0	ETG	S0
2131	28.178657	-13.9652	0.8371	2.646	3.3	0.67	10.85	0.250	0.90	S0	ETG	S0
2168	28.176561	-13.96389	0.844	3.290	4.8	0.68	11.05	0.248	0.91	E	ETG	E
2172	28.150889	-13.96341	0.8362	5.259	6.4	0.49	10.88	0.775	0.65	S0	LTG	'''
2205	28.183859	-13.962894	0.8377	1.845	3.1	0.79	10.60	0.177	0.92	S0	ETG	E
2313	28.179098	-13.959548	0.8318	7.078	5.8	0.69	11.29	0.131	0.92	E	ETG	E
2386	28.182862	-13.955463	0.841	5.653	5.1	0.93	11.29	8.008	0.75	E	ETG	E
2400	28.21234	-13.958362	0.8462	1.284	3.1	0.39	10.59	0.696	0.67	S0	ETG	S0
2416	28.180654	-13.95725	0.8365	3.457	4.5	0.78	11.08	0.067	0.92	E	ETG	'''
2469	28.18376	-13.955738	0.845	1.225	2.0	0.48	10.74	0.022	0.71	S0	ETG	S0
2570	28.210495	-13.953355	0.8349	2.972	8.0	0.77	10.55	0.651	0.92	S0	ETG	E
2571	28.187552	-13.950987	0.835	10.12	6.4	0.59	11.53	0.151	0.90	S0	ETG	S0
2694	28.181666	-13.948834	0.834	7.249	5.1	0.93	11.15	0.157	0.86	E	ETG	E
2774	28.231938	-13.947313	0.8457	4.929	7.4	0.63	11.05	1.169	0.93	E	ETG	'''
2827	28.190877	-13.945958	0.839	3.774	4.2	0.92	10.97	0.291	0.88	S0	ETG	E
2884	28.19018	-13.944266	0.8457	4.631	3.7	0.51	11.04	0.313	0.87	S0	ETG	'''
2905	28.150915	-13.943724	0.833	3.480	5.1	0.49	10.93	0.800	0.90	S0	ETG	S0
2934	28.186934	-13.94396	0.8302	1.249	5.6	0.93	10.57	0.286	0.79	S0	ETG	E
2981	28.15013	-13.942238	0.835	4.364	4.9	0.60	10.78	0.830	0.89	E	ETG	S0
3083	28.176779	-13.938363	0.822	3.751	5.9	0.71	11.35	0.426	0.72	E	ETG	E
3217	28.150278	-13.934876	0.831	1.579	5.0	0.58	10.85	0.906	0.92	E	ETG	S0
3260	28.181979	-13.934217	0.84	1.007	3.6	0.38	10.64	0.499	0.53	S0	ETG	S0
3338	28.181715	-13.931374	0.833	1.663	4.0	0.64	10.78	0.566	0.92	S0	ETG	'''
3344	28.156167	-13.930465	0.837	2.580	3.4	0.70	11.20	0.859	0.94	E	ETG	E
3394	28.189321	-13.929632	0.831	6.954	6.3	0.70	10.99	0.625	0.88	E	LTG	'''
3427	28.180764	-13.92884	0.821	1.927	3.0	0.70	10.66	0.627	0.86	S0	ETG	S0
3451	28.171446	-13.927887	0.8259	4.151	7.8	0.88	10.63	0.701	0.76	S0	ETG	E
3935	28.173872	-13.908994	0.8322	2.238	5.0	0.55	11.06	1.112	0.89	S0	ETG	S0
4080	28.195503	-13.902397	0.8402	1.854	5.3	0.79	10.75	1.282	0.86	S0	ETG	E

A.2 RCS2319 à $z = 0,91$

Id	RA	DEC	z_{spec}	R_e	n	Q	$\log(M/M_\odot)$	R/R_{200}	$P(ETG)$	Auto	Visuel	
1180	349.9659	0.60413934	-99.0	2.789	2.8	0.96	11.04	0.777	0.83	E	ETG	E
1373	349.97925	0.61109845	-99.0	2.585	5.8	0.63	10.93	0.620	0.82	E	ETG	'''
1537	349.98271	0.61664337	-99.0	3.131	3.6	0.95	10.73	0.527	0.77	E	ETG	E
1700	349.99183	0.62220291	-99.0	3.830	6.0	0.86	10.91	0.562	0.86	E	ETG	E

Id	RA	DEC	z_{spec}	R_e	n	Q	$\log(M/M_\odot)$	R/R_{200}	$P(ETG)$	Auto	Visuel	
1762	350.00138	0.62406269	-99.0	4.791	2.1	0.64	10.82	0.730	0.52	E	LTG	'''
1860	349.96467	0.62739845	-99.0	4.180	3.9	0.59	10.57	0.289	0.51	S0	LTG	'''
1861	349.99086	0.62738754	-99.0	1.290	1.1	0.32	10.59	0.478	0.56	S0	LTG	'''
1885	349.98084	0.62872782	-99.0	3.399	1.4	0.74	11.00	0.271	0.62	E	LTG	'''
1925	349.99491	0.62990866	-99.0	3.047	5.0	0.64	10.62	0.541	0.90	E	ETG	'''
1953	349.983	0.63058884	-99.0	1.126	3.7	0.29	10.84	0.283	0.71	S0	ETG	S0
1998	349.97562	0.63196007	-99.0	2.330	4.5	0.71	10.67	0.137	0.91	E	ETG	E
2041	349.97574	0.63351784	-99.0	4.521	5.1	0.83	10.79	0.109	0.78	E	ETG	E
2118	349.98105	0.63562767	-99.0	2.502	4.2	0.60	10.80	0.198	0.88	S0	ETG	'''
2151	349.98369	0.6360388	-99.0	1.888	5.5	0.36	10.62	0.257	0.57	S0	ETG	S0
2162	349.97239	0.63861461	-99.0	2.231	4.4	0.47	11.04	0.035	0.83	S0	ETG	S0
2225	349.98188	0.63888923	-99.0	1.868	3.1	0.61	10.77	0.218	0.89	E	ETG	'''
2248	349.96473	0.64061064	-99.0	1.084	2.3	0.69	10.50	0.199	0.85	S0	ETG	E
2314	349.98364	0.64280216	-99.0	1.904	3.6	0.69	10.77	0.287	0.71	S0	ETG	E
2344	350.00505	0.64382238	-99.0	5.532	6.4	0.53	11.04	0.766	0.87	E	ETG	S0
2506	349.9787	0.6488089	-99.0	2.558	4.6	0.76	10.65	0.305	0.89	E	ETG	E
1356	349.97875	0.6108518	0.9037	1.476	3.2	0.75	10.98	0.623	0.88	S0	ETG	E
1714	349.99732	0.62298372	0.9125	2.941	3.7	0.71	11.04	0.658	0.90	E	ETG	E
1865	349.96932	0.627686	0.9104	2.178	4.4	0.53	10.85	0.230	0.71	S0	ETG	S0
1902	349.98977	0.62967253	0.9110	5.183	5.3	0.81	11.02	0.432	0.83	E	ETG	E
2000	349.97263	0.632843	0.9067	3.043	2.8	0.69	11.07	0.098	0.87	E	ETG	S0
2045	349.97961	0.63418324	0.8995	2.255	3.2	0.64	10.92	0.175	0.90	S0	ETG	E
2121	349.96862	0.63630379	0.9002	3.293	4.0	0.93	11.11	0.093	0.86	E	ETG	E
2125	349.9714	0.63755136	0.8963	4.478	8.0	0.50	11.27	0.029	0.63	S0	ETG	'''
2194	349.97445	0.6389302	0.8905	3.558	2.1	0.81	11.16	0.060	0.83	E	ETG	E
2286	349.98656	0.64272793	0.8996	6.488	8.0	0.88	11.17	0.348	0.61	E	ETG	E
2312	349.97251	0.64214819	0.9041	1.088	2.0	0.60	10.52	0.117	0.79	S0	ETG	'''
2461	349.96489	0.64740176	0.8965	2.938	3.5	0.66	10.69	0.298	0.75	E	ETG	'''
3123	349.9818	0.6728866	0.9030	2.530	3.8	0.85	11.08	0.855	0.91	E	ETG	E

A.3 XMM1229 à $z = 0,98$

Id	RA	DEC	z_{spec}	R_e	n	Q	$\log(M/M_\odot)$	R/R_{200}	$P(ETG)$	Auto	Visuel	
1268	187.37237	1.8272009	-99.0	2.970	3.4	0.68	10.62	0.743	0.87	E	ETG	S0
1420	187.37567	1.8321067	-99.0	1.655	4.2	0.73	10.66	0.624	0.84	S0	ETG	E
1442	187.36756	1.8329877	-99.0	1.387	2.5	0.41	10.82	0.605	0.86	S0	LTG	'''
1541	187.37874	1.8361927	-99.0	1.487	3.2	0.85	10.72	0.540	0.85	S0	ETG	E
1603	187.38056	1.8382145	-99.0	1.339	1.6	0.76	10.53	0.509	0.85	S0	ETG	'''
1630	187.35844	1.8393447	-99.0	3.133	1.8	0.49	11.02	0.555	0.62	S0	LTG	'''
1754	187.36683	1.8435558	-99.0	1.764	2.9	0.80	10.71	0.349	0.89	E	ETG	E
2109	187.37566	1.8545872	-99.0	1.783	3.4	0.59	10.76	0.100	0.89	S0	ETG	S0
2144	187.3442	1.8568851	-99.0	2.670	2.3	0.70	10.91	0.716	0.73	S0	ETG	'''
2147	187.35341	1.8558553	-99.0	1.598	4.5	0.53	11.00	0.479	0.88	S0	LTG	'''
2191	187.37294	1.8567645	-99.0	1.728	2.7	0.81	10.75	0.028	0.90	E	ETG	E
2247	187.36774	1.8584268	-99.0	5.055	5.0	0.75	10.74	0.126	0.77	E	ETG	E
2261	187.3883	1.8587284	-99.0	2.583	4.4	0.58	10.89	0.423	0.87	S0	ETG	S0
2312	187.36525	1.8604301	-99.0	1.280	2.3	0.46	10.65	0.207	0.89	S0	ETG	S0

Id	RA	DEC	z_{spec}	R_e	n	Q	$\log(M/M_\odot)$	R/R_{200}	$P(ETG)$	Auto	Visuel	
2331	187.3751	1.8610813	-99.0	2.114	3.3	0.43	10.97	0.149	0.86	S0	ETG	S0
2456	187.38636	1.8639246	-99.0	2.672	4.2	0.97	10.79	0.418	0.89	S0	ETG	E
2476	187.38687	1.8646194	-99.0	5.064	6.6	0.91	10.80	0.439	0.88	E	ETG	E
2490	187.34333	1.8649419	-99.0	2.800	4.3	0.84	10.60	0.772	0.90	E	ETG	E
2548	187.36538	1.8660652	-99.0	2.407	0.7	0.67	10.51	0.308	0.85	S0	ETG	E
2605	187.37131	1.8680753	-99.0	1.928	3.1	0.78	10.69	0.308	0.90	E	ETG	E
2697	187.36804	1.8702594	-99.0	1.653	2.2	0.46	10.57	0.378	0.88	S0	ETG	S0
2748	187.37028	1.8720314	-99.0	2.156	2.2	0.59	10.74	0.411	0.68	S0	ETG	S0
2851	187.37717	1.8748976	-99.0	1.610	1.6	0.69	10.58	0.500	0.91	S0	LTG	""
2977	187.35405	1.8791058	-99.0	4.769	5.4	0.69	10.81	0.751	0.91	E	ETG	E
1519	187.37717	1.836444	0.979	3.297	3.0	0.93	11.20	0.522	0.88	E	ETG	E
1839	187.37477	1.8462388	0.984	2.750	3.1	0.66	10.70	0.263	0.92	S0	LTG	""
1969	187.34667	1.8503259	0.969	2.923	1.7	0.73	10.71	0.669	0.82	E	LTG	""
2119	187.3733	1.8552757	0.956	2.500	2.5	0.53	11.23	0.038	0.84	S0	ETG	S0
2138	187.37165	1.8571996	0.976	3.074	4.5	0.81	11.32	0.029	0.84	E	ETG	E
2162	187.36845	1.855961	0.979	2.105	2.0	0.72	10.64	0.092	0.86	S0	ETG	""
2226	187.3716	1.8582593	0.98	1.917	2.9	0.92	10.85	0.056	0.86	E	ETG	E
2228	187.37253	1.8579614	0.982	1.119	2.8	0.98	10.79	0.049	0.57	E	ETG	E
2262	187.37269	1.8580399	0.977	1.057	2.3	0.54	10.54	0.052	0.82	S0	ETG	""
2279	187.36968	1.8602866	0.976	4.087	4.5	0.88	11.46	0.123	0.57	E	ETG	E
2412	187.39007	1.8629274	0.973	1.862	3.1	0.62	10.74	0.495	0.87	S0	ETG	""
2473	187.38858	1.8645354	0.969	3.140	3.4	0.72	10.63	0.476	0.92	E	ETG	""
2586	187.38073	1.8677114	0.969	5.973	5.1	0.87	10.94	0.372	0.92	E	ETG	E
2642	187.3845	1.868622	0.973	1.582	2.8	0.65	10.59	0.453	0.91	S0	ETG	""
2741	187.37192	1.8718258	0.974	2.649	3.1	0.92	10.62	0.404	0.88	E	ETG	E

A.4 RCS0220 à $z = 1,03$

Id	RA	DEC	z_{spec}	R_e	n	Q	$\log(M/M_\odot)$	R/R_{200}	$P(ETG)$	Auto	Visuel	
1866	35.232725	-3.573406	-99.0	2.625	2.3	0.53	10.99	0.481	0.78	S0	ETG	S0
1963	35.230431	-3.5708627	-99.0	1.105	1.8	0.40	10.51	0.415	0.62	S0	ETG	S0
1981	35.230882	-3.5697957	-99.0	3.508	2.9	0.89	10.68	0.386	0.74	S0	ETG	E
2070	35.233653	-3.5675997	-99.0	1.660	4.4	0.63	10.59	0.328	0.78	S0	ETG	""
2099	35.226752	-3.5668824	-99.0	2.574	4.0	0.91	10.62	0.339	0.81	S0	ETG	E
2154	35.231507	-3.5633134	-99.0	6.701	3.1	0.78	11.51	0.212	0.77	E	ETG	S0
2161	35.2299	-3.5653545	-99.0	1.351	2.7	0.43	10.65	0.272	0.67	S0	ETG	S0
2240	35.225969	-3.5629813	-99.0	1.485	3.2	0.46	10.50	0.261	0.65	S0	ETG	S0
2301	35.227245	-3.5606657	-99.0	1.824	2.9	0.79	10.89	0.192	0.71	S0	ETG	E
2370	35.240225	-3.5586969	-99.0	1.836	3.8	0.45	10.58	0.232	0.56	S0	ETG	S0
2374	35.238972	-3.558459	-99.0	2.508	3.8	0.72	10.75	0.199	0.82	E	ETG	E
2399	35.218382	-3.5581642	-99.0	3.136	3.3	0.79	10.51	0.376	0.78	E	ETG	E
2405	35.234311	-3.5581822	-99.0	1.588	2.6	0.93	10.67	0.093	0.83	E	ETG	E
2476	35.233058	-3.5564862	-99.0	1.077	1.8	0.69	10.55	0.037	0.72	S0	ETG	""
2547	35.224787	-3.5541062	-99.0	4.210	4.1	0.76	10.99	0.200	0.83	E	ETG	E
2552	35.223284	-3.5538167	-99.0	3.651	2.9	0.72	10.73	0.241	0.71	E	""	""
2566	35.263601	-3.5518963	-99.0	4.195	2.0	0.70	11.06	0.845	0.60	E	""	""
2584	35.261669	-3.5533052	-99.0	4.583	2.4	0.59	10.58	0.790	0.80	E	""	""

Id	RA	DEC	z_{spec}	R_e	n	Q	$\log(M/M_\odot)$	R/R_{200}	$P(ETG)$	Auto	Visuel	
2689	35.236767	-3.5504713	-99.0	1.604	4.2	0.90	10.51	0.180	0.66	S0	ETG	E
2727	35.235987	-3.5493068	-99.0	1.639	2.7	0.58	10.82	0.192	0.64	S0	ETG	'''
2819	35.222916	-3.5469869	-99.0	3.606	2.1	0.74	10.81	0.334	0.79	S0	'''	'''
2852	35.228803	-3.5467883	-99.0	1.287	2.2	0.41	10.58	0.247	0.61	S0	ETG	'''
2906	35.234093	-3.5447118	-99.0	2.110	3.2	0.87	10.52	0.290	0.81	S0	ETG	'''
3040	35.235021	-3.5415165	-99.0	1.474	2.8	0.62	10.54	0.379	0.72	S0	ETG	S0
3043	35.23632	-3.5412719	-99.0	2.757	1.0	0.51	10.63	0.394	0.73	E	'''	'''
3375	35.253629	-3.5295766	-99.0	5.891	2.6	0.65	11.11	0.898	0.59	E	'''	'''
3384	35.254495	-3.5301759	-99.0	3.194	3.7	0.79	10.56	0.901	0.86	S0	ETG	E
3480	35.227841	-3.5277072	-99.0	1.171	2.5	0.58	10.78	0.750	0.81	S0	ETG	S0
2141	35.234493	-3.5655517	1.0171	2.658	2.4	0.51	11.10	0.278	0.73	S0	'''	'''
2340	35.234941	-3.5590145	1.0291	3.719	4.0	0.67	11.23	0.121	0.78	E	ETG	E
2463	35.232176	-3.5554021	1.0291	2.047	2.2	0.95	11.18	0.001	0.79	E	ETG	E
2608	35.232729	-3.5522818	1.0311	2.109	2.3	0.65	10.74	0.084	0.77	S0	ETG	'''
3028	35.241435	-3.5414562	1.0172	1.642	3.1	0.80	11.06	0.447	0.80	S0	ETG	E

A.5 RCS2345 à $z = 1,04$

Id	RA	DEC	z_{spec}	R_e	n	Q	$\log(M/M_\odot)$	R/R_{200}	$P(ETG)$	Auto	Visuel	
1654	356.36008	-36.567187	-99.0	5.526	6.7	0.68	10.64	0.809	0.90	S0	ETG	'''
1676	356.34798	-36.566082	-99.0	3.119	4.1	0.84	11.13	0.814	0.86	E	ETG	E
1682	356.35278	-36.565452	-99.0	5.495	4.4	0.69	11.00	0.752	0.86	S0	ETG	'''
2027	356.35345	-36.555053	-99.0	2.711	2.8	0.92	10.61	0.405	0.90	E	ETG	E
2087	356.3737	-36.553255	-99.0	1.498	4.7	0.51	10.66	0.668	0.86	S0	ETG	'''
2156	356.35663	-36.551515	-99.0	2.371	3.1	0.83	10.70	0.273	0.85	E	ETG	E
2260	356.35903	-36.548391	-99.0	4.843	3.8	0.64	11.01	0.189	0.84	S0	ETG	'''
2306	356.36568	-36.547011	-99.0	4.083	4.4	0.57	11.09	0.333	0.67	S0	ETG	S0
2341	356.35678	-36.545554	-99.0	5.122	4.3	0.88	10.79	0.074	0.84	E	ETG	E
2360	356.36148	-36.544871	-99.0	5.585	2.5	0.58	11.17	0.176	0.84	E	'''	'''
2423	356.35291	-36.543642	-99.0	3.787	5.3	0.77	10.81	0.119	0.79	E	ETG	'''
2513	356.37002	-36.541682	-99.0	2.795	2.2	0.47	11.15	0.459	0.53	S0	'''	'''
1600	356.33822	-36.568504	1.033	1.959	2.4	0.91	10.69	1.043	0.81	S0	ETG	E
1625	356.33833	-36.567679	1.036	1.721	3.7	0.93	10.64	1.018	0.87	S0	ETG	E
1744	356.37828	-36.563238	1.033	4.601	5.3	0.74	10.89	0.991	0.87	E	ETG	E
2026	356.35759	-36.554156	1.035	5.357	4.3	0.74	10.74	0.364	0.79	E	ETG	E
2123	356.37475	-36.552461	1.048	2.542	3.6	0.70	10.72	0.686	0.88	S0	ETG	S0
2221	356.36757	-36.549091	1.044	3.088	3.7	0.80	11.03	0.420	0.87	E	ETG	E
2254	356.35162	-36.548311	1.036	1.996	3.9	0.57	11.05	0.232	0.87	S0	ETG	S0
2308	356.37271	-36.546029	1.051	8.184	5.4	0.81	11.36	0.553	0.89	S0	ETG	S0
2416	356.35651	-36.543318	1.036	5.855	3.8	0.77	10.92	0.002	0.88	E	ETG	'''
2506	356.36331	-36.541281	1.033	8.402	4.4	0.72	11.18	0.240	0.80	E	ETG	S0
2564	356.36564	-36.540428	1.035	1.573	2.2	0.47	10.62	0.324	0.64	S0	ETG	S0
2929	356.39702	-36.528021	1.034	2.980	1.9	0.56	10.96	1.456	0.78	S0	'''	'''

A.6 XMM0223 à $z = 1,22$

Id	RA	DEC	z_{spec}	R_e	n	Q	$\log(M/M_\odot)$	R/R_{200}	$P(ETG)$	Auto	Visuel	
1074	35.781939	-4.6404952	-99.0	3.277	3.8	0.68	11.10	1.037	0.74	E	ETG	E
1413	35.752054	-4.6285936	-99.0	11.52	3.5	0.84	11.18	0.687	0.67	E	LTG	'''
2026	35.75846	-4.6091131	-99.0	5.126	4.1	0.63	10.75	0.179	0.91	E	ETG	'''
2218	35.764721	-4.6040925	-99.0	1.597	2.8	0.55	10.81	0.030	0.80	E	ETG	'''
2270	35.762612	-4.6036115	-99.0	1.307	2.0	0.57	10.84	0.028	0.77	S0	ETG	S0
2278	35.770839	-4.6029742	-99.0	3.686	3.1	0.65	10.78	0.188	0.80	E	ETG	'''
2361	35.761624	-4.6016926	-99.0	2.855	2.2	0.84	10.55	0.081	0.92	E	'''	'''
2522	35.783052	-4.5964491	-99.0	2.164	2.5	0.90	10.69	0.536	0.90	E	ETG	E
2614	35.753627	-4.5945805	-99.0	1.196	2.1	0.82	10.77	0.353	0.86	E	ETG	E
2976	35.747122	-4.582684	-99.0	1.955	3.6	0.75	10.79	0.691	0.95	E	'''	E
3032	35.786452	-4.5808227	-99.0	5.499	2.3	0.76	10.58	0.836	0.72	E	LTG	'''
3150	35.770461	-4.5769352	-99.0	3.897	3.2	0.91	10.84	0.718	0.85	E	ETG	E
1698	35.789274	-4.6188625	1.2144	5.379	3.6	0.86	10.71	0.755	0.84	E	ETG	E
1822	35.763675	-4.6153412	1.2454	4.988	2.7	0.71	11.23	0.283	0.86	E	ETG	'''
1872	35.753818	-4.6141122	1.21	2.377	3.2	0.80	10.68	0.353	0.78	E	ETG	E
2153	35.741557	-4.6062554	1.2254	2.414	4.1	0.69	10.76	0.563	0.92	E	ETG	E
2168	35.763469	-4.6053169	1.2198	5.932	3.3	0.86	11.13	0.027	0.91	E	ETG	E
2185	35.763552	-4.6042334	1.2203	5.060	3.3	0.78	11.35	0.001	0.94	E	ETG	E
2186	35.767161	-4.6058186	1.2115	1.419	1.8	0.84	10.60	0.100	0.75	S0	ETG	E
2187	35.770151	-4.6056963	1.2132	1.045	2.8	0.45	10.54	0.172	0.77	S0	ETG	S0
2230	35.763338	-4.6045005	1.221	1.328	3.1	0.57	10.79	0.008	0.84	E	ETG	S0
2234	35.762133	-4.6042383	1.2079	3.041	3.4	0.81	10.57	0.036	0.94	E	ETG	E
2255	35.76962	-4.6039206	1.215	1.968	2.9	0.64	10.71	0.155	0.53	S0	ETG	S0
2268	35.762904	-4.6032132	1.22	3.638	4.0	0.89	10.79	0.030	0.91	E	ETG	E
2276	35.773967	-4.6030332	1.219	3.367	2.0	0.67	11.05	0.267	0.83	E	ETG	'''
2297	35.762278	-4.6028819	1.2281	2.657	2.8	0.92	10.96	0.047	0.82	E	ETG	E
2310	35.763507	-4.6023674	1.205	1.699	2.0	0.56	10.76	0.047	0.56	S0	ETG	S0
2354	35.749912	-4.600881	1.2095	3.336	3.7	0.67	11.32	0.358	0.86	E	ETG	S0
2376	35.750368	-4.6009914	1.2106	1.430	4.1	0.84	10.67	0.346	0.74	E	ETG	E
2434	35.753273	-4.5985248	1.212	3.827	2.9	0.71	10.77	0.300	0.68	E	LTG	'''
3154	35.796627	-4.5768794	1.2437	2.313	1.7	0.58	11.16	1.095	0.62	S0	'''	'''

A.7 RDCS1252 à $z = 1,23$

Id	RA	DEC	z_{spec}	R_e	n	Q	$\log(M/M_\odot)$	R/R_{200}	$P(ETG)$	Auto	Visuel	
425	193.2662	-29.46637	-99.0	2.424	2.9	0.73	11.20	1.086	0.88	E	ETG	E
512	193.19377	-29.462334	-99.0	5.017	5.3	0.74	10.68	0.894	0.79	E	ETG	E
649	193.22633	-29.456148	-99.0	1.131	1.4	0.54	10.84	0.034	0.76	S0	ETG	S0
693	193.21044	-29.451971	-99.0	1.334	2.8	0.77	10.59	0.438	0.87	S0	ETG	E
158	193.24194	-29.481186	1.2087	2.119	2.6	0.46	10.79	0.802	0.83	S0	ETG	S0
333	193.18926	-29.471886	1.2382	1.565	3.2	0.62	10.73	1.088	0.81	S0	ETG	'''
379	193.24023	-29.468779	1.2475	2.453	3.5	0.70	10.72	0.511	0.88	E	ETG	'''
403	193.20695	-29.467663	1.2392	2.313	3.3	0.59	10.79	0.623	0.78	S0	ETG	S0
445	193.20759	-29.465169	1.2382	7.041	1.3	0.89	10.63	0.575	0.68	E	LTG	'''
491	193.21666	-29.462814	1.2318	3.095	2.6	0.65	10.76	0.339	0.82	S0	ETG	S0
509	193.20315	-29.462552	1.2353	1.400	3.4	0.61	10.75	0.656	0.88	S0	ETG	'''
565	193.21375	-29.459325	1.2367	1.727	2.2	0.74	10.82	0.363	0.82	S0	ETG	'''

Id	RA	DEC	z_{spec}	R_e	n	Q	$\log(M/M_\odot)$	R/R_{200}	$P(ETG)$	Auto	Visuel	
581	193.21318	-29.458711	1.2356	3.148	3.1	0.69	11.33	0.372	0.86	S0	ETG	'''
614	193.2402	-29.458287	1.2368	1.728	3.0	0.72	10.75	0.366	0.86	S0	ETG	S0
620	193.22679	-29.456563	1.2472	2.537	2.2	0.75	11.09	0.043	0.84	E	'''	'''
630	193.22513	-29.455117	1.2384	2.704	2.9	0.58	11.49	0.043	0.90	E	ETG	S0
656	193.22729	-29.454747	1.2378	12.51	3.0	0.77	11.53	0.014	0.67	S0	ETG	E
696	193.21933	-29.452046	1.2446	4.464	4.5	0.66	10.55	0.210	0.84	S0	ETG	'''
704	193.22477	-29.452743	1.2312	2.355	2.6	0.98	10.81	0.077	0.90	S0	ETG	E
716	193.2445	-29.4529	1.2297	2.062	5.0	0.64	10.79	0.472	0.88	S0	ETG	'''
728	193.22462	-29.455943	1.2361	1.041	3.0	0.45	10.53	0.062	0.81	S0	ETG	'''
765	193.23012	-29.454635	1.2455	3.932	2.9	0.85	11.20	0.089	0.90	E	ETG	E
779	193.21833	-29.454972	1.2342	2.954	2.8	0.87	11.14	0.223	0.79	E	ETG	E
780	193.21802	-29.455294	1.2455	2.309	3.2	0.69	11.22	0.231	0.86	E	ETG	E
782	193.21113	-29.454998	1.2312	2.427	3.5	0.74	10.63	0.413	0.88	S0	ETG	'''
947	193.25007	-29.436079	1.2354	2.233	3.9	0.79	11.22	0.792	0.90	S0	ETG	'''
1329	193.25	-29.440931	1.24	5.795	3.4	0.78	11.03	0.717	0.86	E	ETG	E
1377	193.24253	-29.444888	1.2416	1.493	3.0	0.95	10.59	0.494	0.90	S0	ETG	E
1390	193.22724	-29.444371	1.2306	2.626	4.3	0.90	10.62	0.279	0.89	S0	ETG	E

A.8 XMM2235 à $z = 1,39$

Id	RA	DEC	z_{spec}	R_e	n	Q	$\log(M/M_\odot)$	R/R_{200}	$P(ETG)$	Auto	Visuel	
2394	338.81657	-25.975134	-99.0	1.943	1.9	0.71	10.77	0.669	0.77	E	ETG	E
2997	338.83742	-25.959804	-99.0	1.655	3.4	0.39	10.93	0.036	0.89	S0	ETG	S0
3364	338.83953	-25.949515	-99.0	1.475	3.8	0.80	11.03	0.319	0.71	S0	ETG	E
2421	338.82954	-25.974252	1.3899	4.401	3.6	0.80	11.00	0.409	0.84	E	ETG	E
2825	338.8294	-25.964278	1.395	4.199	3.7	0.73	11.04	0.220	0.88	E	ETG	E
2853	338.86072	-25.964025	1.397	1.239	3.1	0.47	10.57	0.650	0.75	S0	ETG	S0
2886	338.83634	-25.96234	1.3753	2.883	2.4	0.66	11.24	0.038	0.74	E	ETG	E
2936	338.83633	-25.960475	1.383	3.592	3.8	0.65	11.27	0.021	0.86	E	ETG	E
2993	338.83721	-25.959968	1.3996	1.643	1.4	0.83	11.11	0.030	0.81	E	'''	'''
3385	338.84155	-25.949137	1.3932	1.847	2.5	0.41	10.99	0.345	0.72	S0	ETG	S0
3554	338.85377	-25.943619	1.3873	6.571	4.5	0.74	11.21	0.656	0.80	E	ETG	E
3674	338.8451	-25.940258	1.3888	2.800	3.8	0.80	10.77	0.604	0.84	E	ETG	E
4032	338.84122	-25.927471	1.3908	9.780	5.6	0.50	10.85	0.915	0.50	S0	'''	'''

A.9 XMM2215 à $z = 1,45$

Id	RA	DEC	z_{spec}	R_e	n	Q	$\log(M/M_\odot)$	R/R_{200}	$P(ETG)$	Auto	Visuel	
1428	333.97257	-17.661908	-99.0	1.964	1.6	0.79	10.84	1.153	0.54	E	'''	'''
1726	334.00704	-17.651926	-99.0	0.963	3.4	0.42	10.94	0.741	0.86	S0	ETG	S0
1921	334.01361	-17.644108	-99.0	1.574	1.3	0.46	11.20	0.759	0.77	S0	ETG	S0
1932	334.00243	-17.643263	-99.0	6.501	4.4	0.84	11.28	0.419	0.70	E	ETG	E
2112	333.9836	-17.639077	-99.0	3.268	3.6	0.46	10.95	0.354	0.67	S0	'''	'''
2133	333.99177	-17.638385	-99.0	5.313	3.8	0.61	10.87	0.122	0.90	E	ETG	S0
2224	333.99818	-17.634798	-99.0	1.140	2.2	0.30	10.55	0.169	0.81	E	ETG	S0

ANNEXE A. CATALOGUES DES GALAXIES D'AMAS

Id	RA	DEC	z_{spec}	R_e	n	Q	$\log(M/M_\odot)$	R/R_{200}	$P(ETG)$	Auto	Visuel	
2225	333.99326	-17.635136	-99.0	2.661	3.7	0.58	10.97	0.001	0.74	S0	ETG	E
2317	333.97761	-17.632042	-99.0	3.295	4.7	0.95	11.10	0.542	0.79	E	ETG	E
2355	333.99335	-17.631581	-99.0	1.438	1.5	0.89	10.87	0.120	0.80	E	ETG	E
2490	333.99618	-17.627221	-99.0	2.020	1.9	0.80	10.67	0.287	0.84	E	""	""
2799	333.99742	-17.616867	-99.0	4.195	2.1	0.93	10.74	0.638	0.89	E	""	""
2286	333.99535	-17.633116	1.451	3.422	2.8	0.82	10.79	0.099	0.89	E	ETG	E
2290	333.99369	-17.632943	1.452	4.565	4.8	0.80	11.03	0.075	0.90	E	ETG	E
2324	333.99643	-17.631743	1.4619	3.372	2.6	0.78	11.01	0.158	0.73	E	""	""
2342	333.98855	-17.631456	1.4537	4.990	2.0	0.66	10.56	0.202	0.73	E	LTG	""
2380	334.00166	-17.630726	1.451	1.413	3.3	0.71	10.96	0.324	0.89	E	ETG	E
2629	333.98005	-17.622897	1.46	0.878	2.5	0.38	10.77	0.612	0.73	S0	""	""
2721	333.96525	-17.620033	1.4612	2.545	3.6	0.84	10.94	1.083	0.95	E	ETG	E
2925	334.01982	-17.613254	1.4767	0.930	2.9	0.40	10.90	1.173	0.86	S0	ETG	S0

Annexe B

Liste des publications

Publications à comité de lecture

1. Huertas-Company, M., Mei, S., Shankar, F., **Delaye, L.**, Raichoor, A., Covone, G., Finoguenov, A., Kneib, J. P., Le, Fèvre. O. and Povic, M., *The evolution of the mass-size relation for early-type galaxies from $z \sim 1$ to the present : dependence on environment, mass range and detailed morphology*, 2013, MNRAS, 428, 1715
2. Lidman, C. ; Iacobuta, G. ; Bauer, A. E. ; Barrientos, L. F. ; Cerulo, P. ; Couch, W. J. ; **Delaye, L.** ; Demarco, R. ; Ellingson, E. ; Faloon, A. J. ; Gilbank, D. ; Huertas-Company, M. ; Mei, S. ; Meyers, J. ; Muzzin, A. ; Noble, A. ; Nantais, J. ; Rettura, A. ; Rosati, P. ; Sanchez-Janssen, R. ; Strazzullo, V. ; Webb, T. M. A. ; Wilson, G. ; Yan, R. ; Yee, H. K. C., *The importance of major mergers in the build up of stellar mass in brightest cluster galaxies at $z=1$* , 2013, accepté pour publication dans MNRAS
3. **Delaye, L.** et al., MNRAS, soumis très prochainement.

Proceedings

Delaye, L., Huertas-Company, M., Mei, S., *Mass-size relation at high redshift in different environments*, 2012, SF2A-2012 : Proceedings of the Annual meeting of the French Society of Astronomy and Astrophysics.

Bibliographie

ABADI, M. G., B. MOORE, et R. G. BOWER : Ram pressure stripping of spiral galaxies in clusters. *MNRAS*, 308:947–954, octobre 1999.

ABELL, G. O. : The Distribution of Rich Clusters of Galaxies. *ApJS*, 3:211, mai 1958.

ABRAHAM, R. G., F. VALDES, H. K. C. YEE, et S. VAN DEN BERGH : The morphologies of distant galaxies. 1 : an automated classification system. *ApJ*, 432:75–90, septembre 1994.

ABRAHAM, R. G., S. VAN DEN BERGH, K. GLAZEBROOK *et al.* : The Morphologies of Distant Galaxies. II. Classifications from the Hubble Space Telescope Medium Deep Survey. *ApJS*, 107:1, novembre 1996.

ABRAHAM, R. G., S. VAN DEN BERGH, et P. NAIR : A New Approach to Galaxy Morphology. I. Analysis of the Sloan Digital Sky Survey Early Data Release. *ApJ*, 588:218–229, mai 2003.

AGERTZ, O., R. TEYSSIER, et B. MOORE : Disc formation and the origin of clumpy galaxies at high redshift. *MNRAS*, 397:L64–L68, juillet 2009.

ALONGI, M., G. BERTELLI, A. BRESSAN *et al.* : Evolutionary sequences of stellar models with semiconvection and convective overshoot. I - $Z = 0.008$. *A&AS*, 97:851–871, mars 1993.

ANDREON, S., I. VALTCHANOV, L. R. JONES *et al.* : Batch discovery of nine $z \sim 1$ clusters using X-ray and K or R, z' images. *MNRAS*, 359:1250–1260, juin 2005.

ARNOULTS, S., S. CRISTIANI, L. MOSCARDINI *et al.* : Measuring and modelling the redshift evolution of clustering : the Hubble Deep Field North. *MNRAS*, 310:540–556, décembre 1999.

ATHANASSOULA, E., R. E. G. MACHADO, et S. A. RODIONOV : Bar formation and evolution in disc galaxies with gas and a triaxial halo : Morphology, bar strength and halo properties. *ArXiv e-prints*, novembre 2012.

- BALDRY, I. K., M. L. BALOGH, R. BOWER, K. GLAZEBROOK, et R. C. NICHOL : Color bimodality : Implications for galaxy evolution. In ALLEN, R. E., D. V. NANOPOULOS, et C. N. POPE, éditeurs : *The New Cosmology : Conference on Strings and Cosmology*, volume 743 de *American Institute of Physics Conference Series*, pages 106–119, décembre 2004a.
- BALDRY, I. K., M. L. BALOGH, R. G. BOWER *et al.* : Galaxy bimodality versus stellar mass and environment. *MNRAS*, 373:469–483, décembre 2006.
- BALDRY, I. K., K. GLAZEBROOK, J. BRINKMANN *et al.* : Quantifying the Bimodal Color-Magnitude Distribution of Galaxies. *ApJ*, 600:681–694, janvier 2004b.
- BALOGH, M. L., J. F. NAVARRO, et S. L. MORRIS : The Origin of Star Formation Gradients in Rich Galaxy Clusters. *ApJ*, 540:113–121, septembre 2000.
- BARDEN, M., B. HÄUSSLER, C. Y. PENG, D. H. MCINTOSH, et Y. GUO : GALAPAGOS : From Pixels to Parameters. *ArXiv e-prints*, mars 2012.
- BARDEN, M., H.-W. RIX, R. S. SOMERVILLE *et al.* : GEMS : The Surface Brightness and Surface Mass Density Evolution of Disk Galaxies. *ApJ*, 635, décembre 2005.
- BASTIAN, N., K. R. COVEY, et M. R. MEYER : A Universal Stellar Initial Mass Function ? A Critical Look at Variations. *ARA&A*, 48:339–389, septembre 2010.
- BECKWITH, S. V. W., M. STIAVELLI, A. M. KOEKEMOER *et al.* : The Hubble Ultra Deep Field. *AJ*, 132:1729–1755, novembre 2006.
- BEGEMAN, K. G., A. H. BROEILS, et R. H. SANDERS : Extended rotation curves of spiral galaxies - Dark haloes and modified dynamics. *MNRAS*, 249:523–537, avril 1991.
- BELL, E. F., D. H. MCINTOSH, N. KATZ, et M. D. WEINBERG : The Optical and Near-Infrared Properties of Galaxies. I. Luminosity and Stellar Mass Functions. *ApJS*, 149:289–312, décembre 2003.
- BELL, E. F., C. WOLF, K. MEISENHEIMER *et al.* : Nearly 5000 Distant Early-Type Galaxies in COMBO-17 : A Red Sequence and Its Evolution since $z \sim 1$. *ApJ*, 608:752–767, juin 2004.
- BENÍTEZ, N., H. FORD, R. BOUWENS *et al.* : Faint Galaxies in Deep Advanced Camera for Surveys Observations. *ApJS*, 150:1–18, janvier 2004.
- BERNARDI, M., A. MEERT, V. VIKRAM *et al.* : Systematic effects on the size-luminosity relation : dependence on model fitting and morphology. *ArXiv e-prints*, novembre 2012.

- BERNARDI, M., N. ROCHE, F. SHANKAR, et R. K. SHETH : Evidence of major dry mergers at $M_* > 2 \times 10^{11} M_\odot$ from curvature in early-type galaxy scaling relations? *MNRAS*, 412:L6–L10, mars 2011.
- BERNARDI, M., F. SHANKAR, J. B. HYDE *et al.* : Galaxy luminosities, stellar masses, sizes, velocity dispersions as a function of morphological type. *MNRAS*, 404:2087–2122, juin 2010.
- BERNARDI, M., R. K. SHETH, J. ANNIS *et al.* : Early-Type Galaxies in the Sloan Digital Sky Survey. III. The Fundamental Plane. *AJ*, 125:1866–1881, avril 2003a.
- BERNARDI, M., R. K. SHETH, J. ANNIS *et al.* : Early-type Galaxies in the Sloan Digital Sky Survey. II. Correlations between Observables. *AJ*, 125:1849–1865, avril 2003b.
- BERSHADY, M. A., A. JANGREN, et C. J. CONSELICE : Structural and Photometric Classification of Galaxies. I. Calibration Based on a Nearby Galaxy Sample. *AJ*, 119:2645–2663, juin 2000.
- BERTIN, E., et S. ARNOUTS : SExtractor : Software for source extraction. *A&AS*, 117:393–404, juin 1996.
- BEZANSON, R., P. G. VAN DOKKUM, T. TAL *et al.* : The Relation Between Compact, Quiescent High-redshift Galaxies and Massive Nearby Elliptical Galaxies : Evidence for Hierarchical, Inside-Out Growth. *ApJ*, 697:1290–1298, juin 2009.
- BINNEY, J., et S. TREMAINE : *Galactic dynamics*. 1987.
- BIRNBOIM, Y., et A. DEKEL : Virial shocks in galactic haloes? *MNRAS*, 345:349–364, octobre 2003.
- BLANTON, M. R., J. DALCANTON, D. EISENSTEIN *et al.* : The Luminosity Function of Galaxies in SDSS Commissioning Data. *AJ*, 121:2358–2380, mai 2001.
- BLUCK, A. F. L., C. J. CONSELICE, F. BUITRAGO *et al.* : The Structures and Total (Minor + Major) Merger Histories of Massive Galaxies up to $z \sim 3$ in the HST GOODS NICMOS Survey : A Possible Solution to the Size Evolution Problem. *ApJ*, 747:34, mars 2012.
- BÖHRINGER, H., P. SCHUECKER, G. W. PRATT *et al.* : The representative XMM-Newton cluster structure survey (REXCESS) of an X-ray luminosity selected galaxy cluster sample. *A&A*, 469:363–377, juillet 2007.
- BOOK, L. G., et A. J. BENSON : The Role of Ram Pressure Stripping in the Quenching of Cluster Star Formation. *ApJ*, 716:810–818, juin 2010.

- BOSELLI, A., S. BOISSIER, L. CORTESE *et al.* : The Fate of Spiral Galaxies in Clusters : The Star Formation History of the Anemic Virgo Cluster Galaxy NGC 4569. *ApJ*, 651:811–821, novembre 2006.
- BOURNAUD, F., D. CHAPON, R. TEYSSIER *et al.* : Hydrodynamics of High-redshift Galaxy Collisions : From Gas-rich Disks to Dispersion-dominated Mergers and Compact Spheroids. *ApJ*, 730:4, mars 2011.
- BOURNAUD, F., et F. COMBES : Gas accretion on spiral galaxies : Bar formation and renewal. *A&A*, 392:83–102, septembre 2002.
- BOURNAUD, F., F. COMBES, et C. J. JOG : Unequal-mass galaxy merger remnants : Spiral-like morphology but elliptical-like kinematics. *A&A*, 418:L27–L30, avril 2004.
- BOURNAUD, F., E. DADDI, B. G. ELMEGREEN *et al.* : Observations and modeling of a clumpy galaxy at $z = 1.6$. Spectroscopic clues to the origin and evolution of chain galaxies. *A&A*, 486:741–753, août 2008a.
- BOURNAUD, F., P.-A. DUC, et E. EMSELLEM : High-resolution simulations of galaxy mergers : resolving globular cluster formation. *MNRAS*, 389:L8–L12, septembre 2008b.
- BOURNAUD, F., B. G. ELMEGREEN, et D. M. ELMEGREEN : Rapid Formation of Exponential Disks and Bulges at High Redshift from the Dynamical Evolution of Clump-Cluster and Chain Galaxies. *ApJ*, 670:237–248, novembre 2007.
- BOURNAUD, F., C. J. JOG, et F. COMBES : Galaxy mergers with various mass ratios : Properties of remnants. *A&A*, 437:69–85, juillet 2005.
- BOWER, R. G., A. J. BENSON, R. MALBON *et al.* : Breaking the hierarchy of galaxy formation. *MNRAS*, 370:645–655, août 2006.
- BOYLAN-KOLCHIN, M., C.-P. MA, et E. QUATAERT : Red mergers and the assembly of massive elliptical galaxies : the fundamental plane and its projections. *MNRAS*, 369:1081–1089, juillet 2006.
- BRAMMER, G. B., P. G. VAN DOKKUM, et P. COPPI : EAZY : A Fast, Public Photometric Redshift Code. *ApJ*, 686:1503–1513, octobre 2008.
- BREMER, M. N., I. VALTCHANOV, J. WILLIS *et al.* : XMM-LSS discovery of a $z = 1.22$ galaxy cluster. *MNRAS*, 371:1427–1434, septembre 2006.
- BRESSAN, A., F. FAGOTTO, G. BERTELLI, et C. CHIOSI : Evolutionary sequences of stellar models with new radiative opacities. II - $Z = 0.02$. *A&AS*, 100:647–664, septembre 1993.

- BRUZUAL, G. : Stellar Populations : High Spectral Resolution Libraries. Improved TP-AGB Treatment. In A. VALLENARI, R. TANTALO, L. PORTINARI, & A. MORETTI, éditeur : *From Stars to Galaxies : Building the Pieces to Build Up the Universe*, volume 374 de *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 303, décembre 2007.
- BRUZUAL, G., et S. CHARLOT : Stellar population synthesis at the resolution of 2003. *MNRAS*, 344:1000–1028, octobre 2003.
- BITRAGO, F., I. TRUJILLO, C. J. CONSELICE *et al.* : Size Evolution of the Most Massive Galaxies at $1.7 < z < 3$ from GOODS NICMOS Survey Imaging. *ApJL*, 687:L61–L64, novembre 2008.
- BITRAGO, F., I. TRUJILLO, C. J. CONSELICE, et B. HÄUSSLER : Early-type galaxies have been the predominant morphological class for massive galaxies since only $z \sim 1$. *MNRAS*, 428:1460–1478, janvier 2013.
- BUNDY, K., R. S. ELLIS, C. J. CONSELICE *et al.* : The Mass Assembly History of Field Galaxies : Detection of an Evolving Mass Limit for Star-Forming Galaxies. *ApJ*, 651:120–141, novembre 2006.
- BUNDY, K., C. SCARLATA, C. M. CAROLLO *et al.* : The Rise and Fall of Passive Disk Galaxies : Morphological Evolution Along the Red Sequence Revealed by COSMOS. *ApJ*, 719:1969–1983, août 2010.
- BURKERT, A., R. GENZEL, N. BOUCHÉ *et al.* : High-redshift Star-forming Galaxies : Angular Momentum and Baryon Fraction, Turbulent Pressure Effects, and the Origin of Turbulence. *ApJ*, 725:2324–2332, décembre 2010.
- CALVI, R., B. M. POGGIANTI, et B. VULCANI : The Padova-Millennium Galaxy and Group Catalogue (PM2GC) : the group-finding method and the PM2GC catalogues of group, binary and single field galaxies. *MNRAS*, 416:727–738, septembre 2011.
- CAPAK, P., H. AUSSEL, M. AJIKI *et al.* : The First Release COSMOS Optical and Near-IR Data and Catalog. *ApJS*, 172:99–116, septembre 2007.
- CAPPELLARI, M., R. BACON, M. BUREAU *et al.* : The SAURON project - IV. The mass-to-light ratio, the virial mass estimator and the Fundamental Plane of elliptical and lenticular galaxies. *MNRAS*, 366:1126–1150, mars 2006.
- CAPPELLARI, M., S. DI SEREGO ALIGHIERI, A. CIMATTI *et al.* : Dynamical Masses of Early-Type Galaxies at $z \sim 2$: Are they Truly Superdense ? *ApJL*, 704:L34–L39, octobre 2009.
- CAPPELLARI, M., E. EMSELLEM, D. KRAJNOVIĆ *et al.* : The ATLAS^{3D} project - I. A volume-limited sample of 260 nearby early-type galaxies : science goals and selection criteria. *MNRAS*, 413:813–836, mai 2011a.

- CAPPELLARI, M., E. EMSELLEM, D. KRAJNOVIĆ *et al.* : The ATLAS^{3D} project - VII. A new look at the morphology of nearby galaxies : the kinematic morphology-density relation. *MNRAS*, 416:1680–1696, septembre 2011b.
- CAPPELLARI, M., R. M. MCDERMID, K. ALATALO *et al.* : Systematic variation of the stellar initial mass function in early-type galaxies. *NAT*, 484:485–488, avril 2012a.
- CAPPELLARI, M., R. M. MCDERMID, K. ALATALO *et al.* : The Atlas3D project - XX. Mass-size and Mass-sigma projections of the Virial Plane of early-type galaxies : variation of morphology, kinematics, mass-to-light ratio and stellar initial mass function. *ArXiv e-prints*, août 2012b.
- CENARRO, A. J., et I. TRUJILLO : Mild Velocity Dispersion Evolution of Spheroid-Like Massive Galaxies Since $z \sim 2$. *ApJL*, 696:L43–L47, mai 2009.
- CEVERINO, D., A. DEKEL, et F. BOURNAUD : High-redshift clumpy discs and bulges in cosmological simulations. *MNRAS*, 404:2151–2169, juin 2010.
- CHABRIER, G. : Galactic Stellar and Substellar Initial Mass Function. *PASP*, 115:763–795, juillet 2003.
- CHABRIER, G. : The Initial Mass Function : from Salpeter 1955 to 2005. In CORBELLI, E., F. PALLA, et H. ZINNECKER, éditeurs : *The Initial Mass Function 50 Years Later*, volume 327 de *Astrophysics and Space Science Library*, page 41, janvier 2005.
- CHANG, Y.-Y., A. VAN DER WEL, H.-W. RIX *et al.* : Shape Evolution of Massive Early-Type Galaxies : Confirmation of Increased Disk Prevalence at $z > 1$. *ArXiv e-prints*, novembre 2012.
- CHARBONNEL, C., W. DÄPPEN, D. SCHAEERER *et al.* : Grids of stellar models. VIII. From 0.4 to 1.0 M_{\odot} at $Z=0.020$ and $Z=0.001$, with the MHD equation of state. *A&AS*, 135:405–413, mars 1999.
- CHARBONNEL, C., G. MEYNET, A. MAEDER, et D. SCHAEERER : Grids of stellar models. VI. Horizontal branch and early asymptotic giant branch for low mass stars ($Z=0.020, 0.001$). *A&AS*, 115:339, février 1996.
- CHARLOT, S., et A. G. BRUZUAL : Stellar population synthesis revisited. *ApJ*, 367:126–140, janvier 1991.
- CHARLOT, S., et G. BRUZUAL : . *en préparation*, 2012.
- CHIOSI, C., et A. MAEDER : The evolution of massive stars with mass loss. *ARA&A*, 24:329–375, 1986.

- CIMATTI, A., P. CASSATA, L. POZZETTI *et al.* : GMASS ultradeep spectroscopy of galaxies at $z \sim 2$. II. Superdense passive galaxies : how did they form and evolve ? *A&A*, 482:21–42, avril 2008.
- CIMATTI, A., C. NIPOTI, et P. CASSATA : Fast evolving size of early-type galaxies at $z > 2$ and the role of dissipationless (dry) merging. *MNRAS*, 422:L62, mai 2012.
- CIOTTI, L., et T. S. VAN ALBADA : The $M_{BH}-\sigma_c$ Relation as a Constraint on the Formation of Elliptical Galaxies. *ApJL*, 552:L13–L16, mai 2001.
- COLE, S., C. G. LACEY, C. M. BAUGH, et C. S. FRENK : Hierarchical galaxy formation. *MNRAS*, 319:168–204, novembre 2000.
- COLE, S., W. J. PERCIVAL, J. A. PEACOCK *et al.* : The 2dF Galaxy Redshift Survey : power-spectrum analysis of the final data set and cosmological implications. *MNRAS*, 362:505–534, septembre 2005.
- COMBES, F., F. DEBBASCH, D. FRIEDLI, et D. PFENNIGER : Box and peanut shapes generated by stellar bars. *A&A*, 233:82–95, juillet 1990.
- CONSELICE, C. J. : The Relationship between Stellar Light Distributions of Galaxies and Their Formation Histories. *ApJS*, 147:1–28, juillet 2003.
- CONSELICE, C. J., M. A. BERSHADY, et A. JANGREN : The Asymmetry of Galaxies : Physical Morphology for Nearby and High-Redshift Galaxies. *ApJ*, 529:886–910, février 2000.
- COOPER, M. C., J. A. AIRD, A. L. COIL *et al.* : The DEEP3 Galaxy Redshift Survey : Keck/DEIMOS Spectroscopy in the GOODS-N Field. *ApJS*, 193:14, mars 2011.
- COOPER, M. C., R. L. GRIFFITH, J. A. NEWMAN *et al.* : The DEEP3 Galaxy Redshift Survey : the impact of environment on the size evolution of massive early-type galaxies at intermediate redshift. *MNRAS*, 419:3018–3027, février 2012.
- COWIE, L. L., A. SONGAILA, E. M. HU, et J. G. COHEN : New Insight on Galaxy Formation and Evolution From Keck Spectroscopy of the Hawaii Deep Fields. *ApJ*, 112:839, septembre 1996.
- COX, T. J., S. N. DUTTA, T. DI MATTEO *et al.* : The Kinematic Structure of Merger Remnants. *ApJ*, 650:791–811, octobre 2006.
- CRESCI, G., E. K. S. HICKS, R. GENZEL *et al.* : The SINS Survey : Modeling the Dynamics of $z \sim 2$ Galaxies and the High- z Tully-Fisher Relation. *ApJ*, 697:115–132, mai 2009.

- CROTON, D. J., V. SPRINGEL, S. D. M. WHITE *et al.* : The many lives of active galactic nuclei : cooling flows, black holes and the luminosities and colours of galaxies. *MNRAS*, 365:11–28, janvier 2006.
- DADDI, E., F. BOURNAUD, F. WALTER *et al.* : Very High Gas Fractions and Extended Gas Reservoirs in $z = 1.5$ Disk Galaxies. *ApJ*, 713:686–707, avril 2010a.
- DADDI, E., H. DANNERBAUER, D. ELBAZ *et al.* : Vigorous Star Formation with Low Efficiency in Massive Disk Galaxies at $z = 1.5$. *ApJL*, 673:L21–L24, janvier 2008.
- DADDI, E., D. ELBAZ, F. WALTER *et al.* : Different Star Formation Laws for Disks Versus Starbursts at Low and High Redshifts. *ApJL*, 714:L118–L122, mai 2010b.
- DADDI, E., A. RENZINI, N. PIRZKAL *et al.* : Passively Evolving Early-Type Galaxies at $1.4 \lesssim z \lesssim 2.5$ in the Hubble Ultra Deep Field. *ApJ*, 626:680–697, juin 2005.
- DAMJANOV, I., R. G. ABRAHAM, K. GLAZEBROOK *et al.* : Red Nuggets at High Redshift : Structural Evolution of Quiescent Galaxies Over 10 Gyr of Cosmic History. *ApJL*, 739:L44, octobre 2011.
- DAMJANOV, I., P. J. MCCARTHY, R. G. ABRAHAM *et al.* : Red Nuggets at $z \sim 1.5$: Compact Passive Galaxies and the Formation of the Kormendy Relation. *ApJ*, 695:101–115, avril 2009.
- DAVIS, M., S. M. FABER, J. NEWMAN *et al.* : Science Objectives and Early Results of the DEEP2 Redshift Survey. In GUHATHAKURTA, P., éditeur : *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, volume 4834 de *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, pages 161–172, février 2003.
- DAVIS, M., P. GUHATHAKURTA, N. P. KONIDARIS *et al.* : The All-Wavelength Extended Groth Strip International Survey (AEGIS) Data Sets. *ApJL*, 660:L1–L6, mai 2007.
- DAWSON, K. S., G. ALDERING, R. AMANULLAH *et al.* : An Intensive Hubble Space Telescope Survey for $z > 1$ Type Ia Supernovae by Targeting Galaxy Clusters. *ApJ*, 138, novembre 2009.
- DE LUCIA, G., V. SPRINGEL, S. D. M. WHITE, D. CROTON, et G. KAUFFMANN : The formation history of elliptical galaxies. *MNRAS*, 366:499–509, février 2006.
- DE VAUCOULEURS, G. : Recherches sur les Nebuleuses Extragalactiques. *Annales d'Astrophysique*, 11:247, janvier 1948.
- DE VAUCOULEURS, G. : Classification and Morphology of External Galaxies. *Handbuch der Physik*, 53:275, 1959.

- DEKEL, A., et Y. BIRNBOIM : Galaxy bimodality due to cold flows and shock heating. *MNRAS*, 368:2–20, mai 2006.
- DEKEL, A., Y. BIRNBOIM, G. ENGEL *et al.* : Cold streams in early massive hot haloes as the main mode of galaxy formation. *NAT*, 457:451–454, janvier 2009a.
- DEKEL, A., R. SARI, et D. CEVERINO : Formation of Massive Galaxies at High Redshift : Cold Streams, Clumpy Disks, and Compact Spheroids. *ApJ*, 703:785–801, septembre 2009b.
- DELAYE, L., M. HUERTAS-COMPANY, et S. MEI : Mass-size relation at high redshift in different environments. In BOISSIER, S., P. DE LAVERNY, N. NARDETTO *et al.*, éditeurs : *SF2A-2012 : Proceedings of the Annual meeting of the French Society of Astronomy and Astrophysics*, pages 455–459, décembre 2012.
- DELLA CECA, R., R. SCARAMELLA, I. M. GIOIA *et al.* : BeppoSAX observations of two high redshift clusters of galaxies : RXJ 0152.7-1357 and MS 2053.7-0449. *A&A*, 353:498–506, janvier 2000.
- DEMARCO, R., R. GOBAT, P. ROSATI *et al.* : Star Formation Histories in a Cluster Environment at $z \sim 0.84$. *ApJ*, 725:1252–1276, décembre 2010.
- DEMARCO, R., P. ROSATI, C. LIDMAN *et al.* : VLT and ACS Observations of RDCS J1252.9-2927 : Dynamical Structure and Galaxy Populations in a Massive Cluster at $z = 1.237$. *ApJ*, 663:164–182, juillet 2007.
- DEMARCO, R., P. ROSATI, C. LIDMAN *et al.* : A VLT spectroscopic survey of RX J0152.7-1357, a forming cluster of galaxies at $z = 0.837$. *A&A*, 432:381–394, mars 2005.
- DI SEREGO ALIGHIERI, S., J. VERNET, A. CIMATTI *et al.* : The evolution of early-type galaxies at $z \sim 1$ from the K20 survey. *A&A*, 442:125–136, octobre 2005.
- DICKINSON, M., et GOODS LEGACY TEAM : The Great Observatories Origins Deep Survey (GOODS). In *American Astronomical Society Meeting Abstracts #198*, volume 33 de *Bulletin of the American Astronomical Society*, page 820, mai 2001.
- DJORGovski, S., et M. DAVIS : Fundamental properties of elliptical galaxies. *ApJ*, 313:59–68, février 1987.
- DRESSLER, A. : Galaxy morphology in rich clusters - Implications for the formation and evolution of galaxies. *ApJ*, 236:351–365, mars 1980.
- EFSTATHIOU, G. : A model of supernova feedback in galaxy formation. *MNRAS*, 317:697–719, septembre 2000.
- EGGEN, O. J., D. LYNDEN-BELL, et A. R. SANDAGE : Evidence from the motions of old stars that the Galaxy collapsed. *ApJ*, 136:748, novembre 1962.

- EINSTEIN, A. : Die Grundlage der allgemeinen Relativitätstheorie. *Annalen der Physik*, 354:769–822, 1916.
- ELMEGREEN, B. G. : An effective Q parameter for two-fluid instabilities in spiral galaxies. *MNRAS*, 275:944–950, août 1995.
- ELMEGREEN, B. G., F. BOURNAUD, et D. M. ELMEGREEN : Bulge Formation by the Coalescence of Giant Clumps in Primordial Disk Galaxies. *ApJ*, 688:67–77, novembre 2008.
- ELMEGREEN, B. G., et D. M. ELMEGREEN : Stellar Populations in 10 Clump-Cluster Galaxies of the Hubble Ultra Deep Field. *ApJ*, 627:632–646, juillet 2005.
- ELMEGREEN, D. M., B. G. ELMEGREEN, et A. C. HIRST : Discovery of Face-on Counterparts of Chain Galaxies in the Tadpole Advanced Camera for Surveys Field. *ApJL*, 604:L21–L23, mars 2004.
- ELMEGREEN, D. M., B. G. ELMEGREEN, S. RAVINDRANATH, et D. A. COE : Resolved Galaxies in the Hubble Ultra Deep Field : Star Formation in Disks at High Redshift. *ApJ*, 658:763–777, avril 2007.
- ETTORI, S., A. MORANDI, P. TOZZI *et al.* : The cluster gas mass fraction as a cosmological probe : a revised study. *A&A*, 501:61–73, juillet 2009.
- FABER, S. M. : Quadratic programming applied to the problem of galaxy population synthesis. *A&A*, 20:361–374, septembre 1972.
- FABER, S. M., et R. E. JACKSON : Velocity dispersions and mass-to-light ratios for elliptical galaxies. *ApJ*, 204:668–683, mars 1976.
- FABER, S. M., C. N. A. WILLMER, C. WOLF *et al.* : Galaxy Luminosity Functions to $z \sim 1$ from DEEP2 and COMBO-17 : Implications for Red Galaxy Formation. *ApJ*, 665:265–294, août 2007.
- FAGOTTO, F., A. BRESSAN, G. BERTELLI, et C. CHIOSI : Evolutionary sequences of stellar models with new radiative opacities. III. $Z=0.0004$ and $Z=0.05$. *A&AS*, 104: 365–376, avril 1994a.
- FAGOTTO, F., A. BRESSAN, G. BERTELLI, et C. CHIOSI : Evolutionary sequences of stellar models with new radiative opacities. IV. $Z=0.004$ and $Z=0.008$. *A&AS*, 105: 29–38, mai 1994b.
- FALL, S. M., et G. EFSTATHIOU : Formation and rotation of disc galaxies with haloes. *MNRAS*, 193:189–206, octobre 1980.
- FAN, L., A. LAPÍ, A. BRESSAN *et al.* : Cosmic Evolution of Size and Velocity Dispersion for Early-type Galaxies. *ApJ*, 718:1460–1475, août 2010.

- FAN, L., A. LAPÍ, G. DE ZOTTI, et L. DANESE : The Dramatic Size Evolution of Elliptical Galaxies and the Quasar Feedback. *ApJL*, 689:L101–L104, décembre 2008.
- FARDAL, M. A., N. KATZ, D. H. WEINBERG, et R. DAVÉ : On the evolutionary history of stars and their fossil mass and light. *MNRAS*, 379:985–1002, août 2007.
- FASANO, G., C. MARMO, J. VARELA *et al.* : WINGS : a Wide-field Nearby Galaxy-cluster Survey. I. Optical imaging. *A&A*, 445:805–817, janvier 2006.
- FASSBENDER, R., H. BÖHRINGER, J. SANTOS *et al.* : The XMM-Newton Distant Cluster Project. In ASCHENBACH, B., V. BURWITZ, G. HASINGER, et B. LEIBUNDGUT, éditeurs : *Relativistic Astrophysics Legacy and Cosmology - Einstein's Legacy*, page 307, 2007.
- FERRÉ-MATEU, A., A. VAZDEKIS, I. TRUJILLO *et al.* : Young ages and other intriguing properties of massive compact galaxies in the local Universe. *MNRAS*, 423:632–646, juin 2012.
- FORD, H. : ACS Imaging of a High-Redshift Cluster of Galaxies. In *HST Proposal*, page 10327, juillet 2004.
- FÖRSTER SCHREIBER, N. M., R. GENZEL, N. BOUCHÉ *et al.* : The SINS Survey : SINFONI Integral Field Spectroscopy of $z \sim 2$ Star-forming Galaxies. *ApJ*, 706:1364–1428, décembre 2009.
- FRANX, M., P. G. VAN DOKKUM, N. M. F. SCHREIBER *et al.* : Structure and Star Formation in Galaxies out to $z = 3$: Evidence for Surface Density Dependent Evolution and Upsizing. *ApJ*, 688:770–788, décembre 2008.
- FREEMAN, K. C. : On the Disks of Spiral and so Galaxies. *ApJ*, 160:811, juin 1970.
- FRIED, D. L. : Statistics of a Geometric Representation of Wavefront Distortion. *Journal of the Optical Society of America (1917-1983)*, 55:1427, novembre 1965.
- GENZEL, R., L. J. TACCONI, F. EISENHAEUER *et al.* : The rapid formation of a large rotating disk galaxy three billion years after the Big Bang. *NAT*, 442:786–789, août 2006.
- GENZEL, R., L. J. TACCONI, J. GRACIA-CARPIO *et al.* : A study of the gas-star formation relation over cosmic time. *MNRAS*, 407:2091–2108, octobre 2010.
- GEORGE, M. R., A. LEAUTHAUD, K. BUNDY *et al.* : Galaxies in X-Ray Groups. I. Robust Membership Assignment and the Impact of Group Environments on Quenching. *ApJ*, 742:125, décembre 2011.
- GIACCONI, R., A. ZIRM, J. WANG *et al.* : Chandra Deep Field South : The 1 Ms Catalog. *ApJS*, 139:369–410, avril 2002.

- GIAVALISCO, M., H. C. FERGUSON, A. M. KOEKEMOER *et al.* : The Great Observatories Origins Deep Survey : Initial Results from Optical and Near-Infrared Imaging. *ApJL*, 600:L93–L98, janvier 2004.
- GILBANK, D. G., M. D. GLADDERS, H. K. C. YEE, et B. C. HSIEH : The Red-sequence Cluster Survey-2 (RCS-2) : Survey Details and Photometric Catalog Construction. *ApJ*, 141:94, mars 2011.
- GILBANK, D. G., H. K. C. YEE, E. ELLINGSON *et al.* : A $z = 0.9$ Supercluster of X-Ray Luminous, Optically Selected, Massive Galaxy Clusters. *ApJL*, 677:L89–L92, avril 2008.
- GIOVANELLI, R., M. P. HAYNES, T. HERTER *et al.* : The I Band Tully-Fisher Relation for Cluster Galaxies : a Template Relation, its Scatter and Bias Corrections. *AJ*, 113:53–79, janvier 1997.
- GIRARDI, L., A. BRESSAN, G. BERTELLI, et C. CHIOSI : Evolutionary tracks and isochrones for low- and intermediate-mass stars : From 0.15 to 7 M_{\odot} , and from $Z=0.0004$ to 0.03. *A&AS*, 141:371–383, février 2000.
- GLADDERS, M. D., et H. K. C. YEE : Red-Sequence Cluster Survey (Gladders+, 2005). *VizieR Online Data Catalog*, 215:70001, août 2005.
- GRANATO, G. L., G. DE ZOTTI, L. SILVA, A. BRESSAN, et L. DANESI : A Physical Model for the Coevolution of QSOs and Their Spheroidal Hosts. *ApJ*, 600:580–594, janvier 2004.
- GROGIN, N. A., D. D. KOCEVSKI, S. M. FABER *et al.* : CANDELS : The Cosmic Assembly Near-infrared Deep Extragalactic Legacy Survey. *ApJS*, 197:35, décembre 2011.
- GUO, Q., S. WHITE, M. BOYLAN-KOLCHIN *et al.* : From dwarf spheroidals to cD galaxies : simulating the galaxy population in a Λ CDM cosmology. *MNRAS*, 413:101–131, mai 2011.
- GUO, Q., S. WHITE, C. LI, et M. BOYLAN-KOLCHIN : How do galaxies populate dark matter haloes ? *MNRAS*, 404:1111–1120, mai 2010.
- HAMMER, F., H. FLORES, D. ELBAZ *et al.* : Did most present-day spirals form during the last 8 Gyr ?. A formation history with violent episodes revealed by panchromatic observations. *A&A*, 430:115–128, janvier 2005.
- HÄUSSLER, B., D. H. MCINTOSH, M. BARDEN *et al.* : GEMS : Galaxy Fitting Catalogs and Testing Parametric Galaxy Fitting Codes : GALFIT and GIM2D. *ApJS*, 172:615–633, octobre 2007.

- HEIM, G. B., M. L. HENDERSON, K. I. MACFEELY *et al.* : Multiband imaging photometer for SIRTf. In BELY, P. Y., et J. B. BRECKINRIDGE, éditeurs : *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, volume 3356 de *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, pages 985–1000, août 1998.
- HICKS, A. K., E. ELLINGSON, M. BAUTZ *et al.* : Chandra X-Ray Observations of the $0.6 < z < 1.1$ Red-Sequence Cluster Survey Sample. *ApJ*, 680:1022–1041, juin 2008.
- HILTON, M., E. LLOYD-DAVIES, S. A. STANFORD *et al.* : The XMM Cluster Survey : Active Galactic Nuclei and Starburst Galaxies in XMMXCS J2215.9-1738 at $z = 1.46$. *ApJ*, 718:133–147, juillet 2010.
- HILTON, M., S. A. STANFORD, J. P. STOTT *et al.* : The XMM Cluster Survey : Galaxy Morphologies and the Color-Magnitude Relation in XMMXCS J2215.9 - 1738 at $z = 1.46$. *ApJ*, 697:436–451, mai 2009.
- HOPKINS, A. M. : On the Evolution of Star-forming Galaxies. *ApJ*, 615:209–221, novembre 2004.
- HOPKINS, A. M., et J. F. BEACOM : On the Normalization of the Cosmic Star Formation History. *ApJ*, 651:142–154, novembre 2006.
- HOPKINS, P. F., K. BUNDY, L. HERNQUIST, S. WUYTS, et T. J. COX : Discriminating between the physical processes that drive spheroid size evolution. *MNRAS*, 401: 1099–1117, janvier 2010a.
- HOPKINS, P. F., D. CROTON, K. BUNDY *et al.* : Mergers in Λ CDM : Uncertainties in Theoretical Predictions and Interpretations of the Merger Rate. *ApJ*, 724:915–945, décembre 2010b.
- HOPKINS, P. F., L. HERNQUIST, T. J. COX, D. KERES, et S. WUYTS : Dissipation and Extra Light in Galactic Nuclei. IV. Evolution in the Scaling Relations of Spheroids. *ApJ*, 691:1424–1458, février 2009.
- HUBBLE, E. P. : Extragalactic nebulae. *ApJ*, 64:321–369, décembre 1926.
- HUBBLE, E. P. : *Realm of the Nebulae*. 1936.
- HUERTAS-COMPANY, M., J. A. L. AGUERRI, M. BERNARDI, S. MEI, et J. SANCHEZ ALMEIDA : SDSS automated morphology classification (Huertas-Company+, 2011). *VizieR Online Data Catalog*, 352:59157, novembre 2010a.
- HUERTAS-COMPANY, M., J. A. L. AGUERRI, M. BERNARDI, S. MEI, et J. SÁNCHEZ ALMEIDA : Revisiting the Hubble sequence in the SDSS DR7 spectroscopic sample : a publicly available Bayesian automated classification. *A&A*, 525:A157, janvier 2011.

- HUERTAS-COMPANY, M., J. A. L. AGUERRI, L. TRESSE *et al.* : Evolution of blue E/S0 galaxies from $z \sim 1$: merger remnants or disk-rebuilding galaxies? *A&A*, 515:A3, juin 2010b.
- HUERTAS-COMPANY, M., G. FOEX, G. SOUCAIL, et R. PELLÓ : The role of environment in the morphological transformation of galaxies in 9 rich intermediate redshift clusters. *A&A*, 505:83–96, octobre 2009.
- HUERTAS-COMPANY, M., S. MEI, F. SHANKAR *et al.* : The evolution of the mass-size relation for early-type galaxies from $z \sim 1$ to the present : dependence on environment, mass range and detailed morphology. *MNRAS*, 428:1715–1742, janvier 2013.
- HUERTAS-COMPANY, M., D. ROUAN, L. TASCA, G. SOUCAIL, et O. LE FÈVRE : A robust morphological classification of high-redshift galaxies using support vector machines on seeing limited images. I. Method description. *A&A*, 478:971–980, février 2008.
- HUERTAS-COMPANY, M., F. SHANKAR, S. MEI *et al.* : The dependence of the mass-size relation of early-type galaxies on environment in the local Universe. *ArXiv e-prints*, décembre 2012.
- HYDE, J. B., et M. BERNARDI : Curvature in the scaling relations of early-type galaxies. *MNRAS*, 394:1978–1990, avril 2009.
- ILBERT, O., S. ARNOUTS, H. J. MCCracken *et al.* : Accurate photometric redshifts for the CFHT legacy survey calibrated using the VIMOS VLT deep survey. *A&A*, 457:841–856, octobre 2006.
- ILBERT, O., P. CAPAK, M. SALVATO *et al.* : Cosmos Photometric Redshifts with 30-Bands for 2-deg². *ApJ*, 690:1236–1249, janvier 2009.
- ILBERT, O., M. SALVATO, E. LE FLOC'H *et al.* : Galaxy Stellar Mass Assembly Between $0.2 < z < 2$ from the S-COSMOS Survey. *ApJ*, 709:644–663, février 2010.
- IMMELI, A., M. SAMLAND, O. GERHARD, et P. WESTERA : Gas physics, disk fragmentation, and bulge formation in young galaxies. *A&A*, 413:547–561, janvier 2004.
- JEE, M. J., K. S. DAWSON, H. HOEKSTRA *et al.* : Scaling Relations and Overabundance of Massive Clusters at $z \gtrsim 1$ from Weak-lensing Studies with the Hubble Space Telescope. *ApJ*, 737:59, août 2011.
- JOG, C. J., et P. M. SOLOMON : A galactic disk as a two-fluid system - Consequences for the critical stellar velocity dispersion and the formation of condensations in the gas. *ApJ*, 276:127–134, janvier 1984.

- KAJISAWA, M., et T. YAMADA : Evolution of the Dependence of Rest-Frame Color and Morphology Distribution on Stellar Mass for Galaxies in the Hubble Deep Field-North. *ApJ*, 618:91–107, janvier 2005.
- KAUFFMANN, G., J. M. COLBERG, A. DIAFERIO, et S. D. M. WHITE : Clustering of galaxies in a hierarchical universe - I. Methods and results at $z = 0$. *MNRAS*, 303:188–206, février 1999.
- KAUFFMANN, G., T. M. HECKMAN, S. D. M. WHITE *et al.* : The dependence of star formation history and internal structure on stellar mass for 10^5 low-redshift galaxies. *MNRAS*, 341:54–69, mai 2003.
- KAUFFMANN, G., S. D. M. WHITE, T. M. HECKMAN *et al.* : The environmental dependence of the relations between stellar mass, structure, star formation and nuclear activity in galaxies. *MNRAS*, 353:713–731, septembre 2004.
- KENNICUTT, Jr., R. C. : The star formation law in galactic disks. *ApJ*, 344:685–703, septembre 1989.
- KENNICUTT, Jr., R. C. : A spectrophotometric atlas of galaxies. *ApJS*, 79:255–284, avril 1992.
- KENNICUTT, Jr., R. C. : The Global Schmidt Law in Star-forming Galaxies. *ApJ*, 498:541, mai 1998.
- KEREŠ, D., N. KATZ, M. FARDAL, R. DAVÉ, et D. H. WEINBERG : Galaxies in a simulated Λ CDM Universe - I. Cold mode and hot cores. *MNRAS*, 395:160–179, mai 2009.
- KEREŠ, D., N. KATZ, D. H. WEINBERG, et R. DAVÉ : How do galaxies get their gas ? *MNRAS*, 363:2–28, octobre 2005.
- KHOCHFAR, S., et J. SILK : Modeling the Star-Forming Universe at $z = 2$: Impact of Cold Accretion Flows. *ApJL*, 700:L21–L24, juillet 2009.
- KHOCHFAR, S., et J. SILK : The specific star formation rate of high redshift galaxies : the case for two modes of star formation. *MNRAS*, 410:L42–L46, janvier 2011.
- KLYPIN, A., A. V. KRAVTSOV, O. VALENZUELA, et F. PRADA : Where Are the Missing Galactic Satellites ? *ApJ*, 522:82–92, septembre 1999.
- KOEKEMOER, A. M., S. M. FABER, H. C. FERGUSON *et al.* : CANDELS : The Cosmic Assembly Near-infrared Deep Extragalactic Legacy Survey – The Hubble Space Telescope Observations, Imaging Data Products, and Mosaics. *ApJS*, 197:36, décembre 2011.

- KORMENDY, J. : Brightness distributions in compact and normal galaxies. II - Structure parameters of the spheroidal component. *ApJ*, 218:333–346, décembre 1977.
- KORMENDY, J., et R. BENDER : A Proposed Revision of the Hubble Sequence for Elliptical Galaxies. *ApJL*, 464:L119, juin 1996.
- KORMENDY, J., et R. BENDER : A Revised Parallel-sequence Morphological Classification of Galaxies : Structure and Formation of S0 and Spheroidal Galaxies. *ApJS*, 198:2, janvier 2012.
- KORMENDY, J., et R. C. KENNICUTT, Jr. : Secular Evolution and the Formation of Pseudobulges in Disk Galaxies. *ARA&A*, 42:603–683, septembre 2004.
- KRIST, J. E., R. N. HOOK, et F. STOEHR : 20 years of Hubble Space Telescope optical modeling using Tiny Tim. In *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, volume 8127 de *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, septembre 2011.
- KRON, R. G. : Photometry of a complete sample of faint galaxies. *ApJS*, 43:305–325, juin 1980.
- LACEY, C., et S. COLE : Merger rates in hierarchical models of galaxy formation. *MNRAS*, 262:627–649, juin 1993.
- LARSON, R. B. : Models for the formation of elliptical galaxies. *MNRAS*, 173:671–699, décembre 1975.
- LARSON, R. B., B. M. TINSLEY, et C. N. CALDWELL : The evolution of disk galaxies and the origin of S0 galaxies. *ApJ*, 237, mai 1980.
- LE BORGNE, J.-F., G. BRUZUAL, R. PELLÓ *et al.* : STELIB : A library of stellar spectra at $R \sim 2000$. *A&A*, 402:433–442, mai 2003.
- LE FÈVRE, O., R. ABRAHAM, S. J. LILLY *et al.* : Hubble Space Telescope imaging of the CFRS and LDSS redshift surveys - IV. Influence of mergers in the evolution of faint field galaxies from $z \sim 1$. *MNRAS*, 311:565–575, janvier 2000.
- LIDDLE, A. R., et D. H. LYTH : Inflation and mixed dark matter models. *MNRAS*, 265:379, novembre 1993.
- LIDMAN, C., P. ROSATI, R. DEMARCO *et al.* : Deep near-infrared imaging of RDCS J1252.9-2927 at $z = 1.237$. The colour-magnitude diagram. *A&A*, 416:829–837, mars 2004.
- LILLY, S. J., O. LE FEVRE, F. HAMMER, et D. CRAMPTON : The Canada-France Redshift Survey : The Luminosity Density and Star Formation History of the Universe to Z approximately 1. *ApJL*, 460:L1, mars 1996.

- LIN, C. C., et F. H. SHU : On the Spiral Structure of Disk Galaxies. *ApJ*, 140:646, août 1964.
- LINTOTT, C., K. SCHAWINSKI, S. BAMFORD *et al.* : Galaxy Zoo 1 : data release of morphological classifications for nearly 900 000 galaxies. *MNRAS*, 410:166–178, janvier 2011.
- LINTOTT, C. J., K. SCHAWINSKI, A. SLOSAR *et al.* : Galaxy Zoo : morphologies derived from visual inspection of galaxies from the Sloan Digital Sky Survey. *MNRAS*, 389:1179–1189, septembre 2008.
- LONGHETTI, M., P. SARACCO, P. SEVERGNINI *et al.* : The Kormendy relation of massive elliptical galaxies at $z \sim 1.5$: evidence for size evolution. *MNRAS*, 374:614–626, janvier 2007.
- LÓPEZ-SANJUAN, C., O. LE FÈVRE, O. ILBERT *et al.* : The dominant role of mergers in the size evolution of massive early-type galaxies since $z \sim 1$. *ArXiv e-prints*, février 2012.
- LOTZ, J. M., J. PRIMACK, et P. MADAU : A New Nonparametric Approach to Galaxy Morphological Classification. *AJ*, 128:163–182, juillet 2004.
- MAC LOW, M.-M., et R. S. KLESSEN : Control of star formation by supersonic turbulence. *Reviews of Modern Physics*, 76:125–194, janvier 2004.
- MADAU, P., H. C. FERGUSON, M. E. DICKINSON *et al.* : High-redshift galaxies in the Hubble Deep Field : colour selection and star formation history to $z \sim 4$. *MNRAS*, 283:1388–1404, décembre 1996.
- MALTBY, D. T., A. ARAGÓN-SALAMANCA, M. E. GRAY *et al.* : The environmental dependence of the stellar-mass-size relation in STAGES galaxies. *MNRAS*, 402:282–294, février 2010.
- MANCINI, C., E. DADDI, A. RENZINI *et al.* : High-redshift elliptical galaxies : are they (all) really compact ? *MNRAS*, 401:933–940, janvier 2010.
- MARASTON, C. : Evolutionary population synthesis : models, analysis of the ingredients and application to high- z galaxies. *MNRAS*, 362:799–825, septembre 2005.
- MARASTON, C., E. DADDI, A. RENZINI *et al.* : Evidence for TP-AGB Stars in High-Redshift Galaxies, and Their Effect on Deriving Stellar Population Parameters. *ApJ*, 652:85–96, novembre 2006.
- MARIGO, P., L. GIRARDI, A. BRESSAN *et al.* : Evolution of asymptotic giant branch stars. II. Optical to far-infrared isochrones with improved TP-AGB models. *A&A*, 482:883–905, mai 2008.

- MCGRATH, E. J., A. STOCKTON, G. CANALIZO, M. IYE, et T. MAIHARA : Morphologies and Color Gradients of Luminous Evolved Galaxies at $z \sim 1.5$. *ApJ*, 682:303–318, juillet 2008.
- MCLURE, R. J., H. J. PEARCE, J. S. DUNLOP *et al.* : The sizes, masses and specific star-formation rates of massive galaxies at $1.3 < z < 1.5$: strong evidence in favour of evolution via minor mergers. *ArXiv e-prints*, mai 2012.
- MEI, S., B. P. HOLDEN, J. P. BLAKESLEE *et al.* : Evolution of the Color-Magnitude Relation in Galaxy Clusters at $z \sim 1$ from the ACS Intermediate Redshift Cluster Survey. *ApJ*, 690:42–68, janvier 2009.
- MEI, S., S. A. STANFORD, B. P. HOLDEN *et al.* : Early-type galaxies at $z = 1.3$. I. The Lynx supercluster : cluster and groups at $z = 1.3$. Morphology and color-magnitude relation. *ArXiv e-prints*, mai 2012.
- MERLONI, A., et S. HEINZ : A synthesis model for AGN evolution : supermassive black holes growth and feedback modes. *MNRAS*, 388:1011–1030, août 2008.
- MEYERS, J., G. ALDERING, R. AMANULLAH *et al.* : Constraining $z > 1$ Supernova Progenitor Environments with HST Observations of Cluster Elliptical Galaxies. In *American Astronomical Society Meeting Abstracts #215*, volume 42 de *Bulletin of the American Astronomical Society*, janvier 2010.
- MEYERS, J., G. ALDERING, K. BARBARY *et al.* : The Hubble Space Telescope Cluster Supernova Survey. III. Correlated Properties of Type Ia Supernovae and Their Hosts at $0.9 < z < 1.46$. *ApJ*, 750:1, mai 2012.
- MIHOS, J. C., et L. HERNQUIST : Gasdynamics and Starbursts in Major Mergers. *ApJ*, 464:641, juin 1996.
- MILLER, G. E., et J. M. SCALO : The initial mass function and stellar birthrate in the solar neighborhood. *ApJS*, 41:513–547, novembre 1979.
- MOORE, B., S. GHIGNA, F. GOVERNATO *et al.* : Dark Matter Substructure within Galactic Halos. *ApJL*.
- MOORE, B., N. KATZ, G. LAKE, A. DRESSLER, et A. OEMLER : Galaxy harassment and the evolution of clusters of galaxies. *NAT*, 379:613–616, février 1996.
- MOORE, B., G. LAKE, et N. KATZ : Morphological Transformation from Galaxy Harassment. *ApJ*, 495:139, mars 1998.
- MOORWOOD, A., J.-G. CUBY, P. BIEREICHEL *et al.* : ISAAC sees first light at the VLT. *The Messenger*, 94:7–9, décembre 1998a.

- MOORWOOD, A., J.-G. CUBY, et C. LIDMAN : SOFI sees first light at the NTT. *The Messenger*, 91:9–13, mars 1998b.
- MULLIS, C. R., P. ROSATI, G. LAMER *et al.* : Discovery of an X-Ray-luminous Galaxy Cluster at $z=1.4$. *ApJL*, 623:L85–L88, avril 2005.
- MURRAY, N., E. QUATAERT, et T. A. THOMPSON : The Disruption of Giant Molecular Clouds by Radiation Pressure & the Efficiency of Star Formation in Galaxies. *ApJ*, 709:191–209, janvier 2010.
- MUZZIN, A., P. VAN DOKKUM, M. FRANX *et al.* : How Massive are Massive Compact Galaxies ? *ApJL*, 706:L188–L191, novembre 2009.
- NAAB, T., et A. BURKERT : Statistical Properties of Collisionless Equal- and Unequal-Mass Merger Remnants of Disk Galaxies. *ApJ*, 597:893–906, novembre 2003.
- NAAB, T., P. H. JOHANSSON, et J. P. OSTRICKER : Minor Mergers and the Size Evolution of Elliptical Galaxies. *ApJL*, 699:L178–L182, juillet 2009.
- NAAB, T., P. H. JOHANSSON, J. P. OSTRICKER, et G. EFSTATHIOU : Formation of Early-Type Galaxies from Cosmological Initial Conditions. *ApJ*, 658:710–720, avril 2007.
- NAIR, P. B., et R. G. ABRAHAM : A Catalog of Detailed Visual Morphological Classifications for 14,034 Galaxies in the Sloan Digital Sky Survey. *ApJS*, 186:427–456, février 2010.
- NAVARRO, J. F., et W. BENZ : Dynamics of cooling gas in galactic dark halos. *ApJ*, 380:320–329, octobre 1991.
- NEWMAN, A. B., R. S. ELLIS, K. BUNDY, et T. TREU : Can Minor Merging Account for the Size Growth of Quiescent Galaxies ? New Results from the CANDELS Survey. *ApJ*, 746:162, février 2012.
- NEWMAN, A. B., R. S. ELLIS, T. TREU, et K. BUNDY : Keck Spectroscopy of $z > 1$ Field Spheroidals : Dynamical Constraints on the Growth Rate of Red “Nuggets”. *ApJL*, 717:L103–L107, juillet 2010.
- NOGUCHI, M. : Early Evolution of Disk Galaxies : Formation of Bulges in Clumpy Young Galactic Disks. *ApJ*, 514:77–95, mars 1999.
- NORMAN, C. A., J. A. SELLWOOD, et H. HASAN : Bar Dissolution and Bulge Formation : an Example of Secular Dynamical Evolution in Galaxies. *ApJ*, 462:114, mai 1996.
- OCVIRK, P., C. PICHON, et R. TEYSSIER : Bimodal gas accretion in the Horizon-MareNostrum galaxy formation simulation. *MNRAS*, 390:1326–1338, novembre 2008.

- OKE, J. B., et J. E. GUNN : Secondary standard stars for absolute spectrophotometry. *ApJ*, 266:713–717, mars 1983.
- ONODERA, M., E. DADDI, R. GOBAT *et al.* : A $z = 1.82$ Analog of Local Ultra-massive Elliptical Galaxies. *ApJL*, 715:L6–L11, mai 2010.
- OSER, L., T. NAAB, J. P. OSTRICKER, et P. H. JOHANSSON : The Cosmological Size and Velocity Dispersion Evolution of Massive Early-type Galaxies. *ApJ*, 744:63, janvier 2012.
- PAPOVICH, C., R. BASSETT, J. M. LOTZ *et al.* : CANDELS Observations of the Structural Properties of Cluster Galaxies at $z = 1.62$. *ApJ*, 750:93, mai 2012.
- PATTON, D. R., C. J. PRITCHET, R. G. CARLBERG *et al.* : Dynamically Close Galaxy Pairs and Merger Rate Evolution in the CNOC2 Redshift Survey. *ApJ*, 565:208–222, janvier 2002.
- PELETIER, R. F., R. L. DAVIES, G. D. ILLINGWORTH, L. E. DAVIS, et M. CAWSON : CCD surface photometry of galaxies with dynamical data. II - UBR photometry of 39 elliptical galaxies. *AJ*, 100:1091–1142, octobre 1990.
- PENG, C. Y., L. C. HO, C. D. IMPEY, et H.-W. RIX : Detailed Structural Decomposition of Galaxy Images. *AJ*, 124:266–293, juillet 2002.
- PENG, Y.-j., S. J. LILLY, K. KOVAČ *et al.* : Mass and Environment as Drivers of Galaxy Evolution in SDSS and zCOSMOS and the Origin of the Schechter Function. *ApJ*, 721:193–221, septembre 2010.
- PENZIAS, A. A., et R. W. WILSON : A Measurement of Excess Antenna Temperature at 4080 Mc/s. *ApJ*, 142:419–421, juillet 1965.
- PERCIVAL, W. J., C. M. BAUGH, J. BLAND-HAWTHORN *et al.* : The 2dF Galaxy Redshift Survey : the power spectrum and the matter content of the Universe. *MNRAS*, 327:1297–1306, novembre 2001.
- PERLMUTTER, S., G. ALDERING, G. GOLDBERGER *et al.* : Measurements of Omega and Lambda from 42 High-Redshift Supernovae. *ApJ*, 517:565–586, juin 1999.
- PETROSIAN, V. : Surface brightness and evolution of galaxies. *ApJL*, 209:L1–L5, octobre 1976.
- PIERRE, M., I. VALTCHANOV, B. ALTIERI *et al.* : The XMM-LSS survey. Survey design and first results. *JCAP*, 9:11, septembre 2004.
- POGGIANTI, B., R. CALVI, D. BINDONI *et al.* : Superdense galaxies and the mass-size relation at low redshift. *ArXiv e-prints*, novembre 2012.

- POPESSO, P., M. DICKINSON, M. NONINO *et al.* : The great observatories origins deep survey. VLT/VIMOS spectroscopy in the GOODS-south field. *A&A*, 494:443–460, février 2009.
- POSTMAN, M., M. FRANX, N. J. G. CROSS *et al.* : The Morphology-Density Relation in $z \sim 1$ Clusters. *ApJ*, 623:721–741, avril 2005.
- POZZETTI, L., M. BOLZONELLA, E. ZUCCA *et al.* : zCOSMOS - 10k-bright spectroscopic sample. The bimodality in the galaxy stellar mass function : exploring its evolution with redshift. *A&A*, 523:A13, novembre 2010.
- PRESS, W. H., S. A. TEUKOLSKY, W. T. VETTERLING, et B. P. FLANNERY : *Numerical recipes in C. The art of scientific computing*. 1992.
- PRESS, W. H., S. A. TEUKOLSKY, W. T. VETTERLING, et B. P. FLANNERY : *Numerical Recipes on C*. 1997.
- RAFIKOV, R. R. : The local axisymmetric instability criterion in a thin, rotating, multicomponent disc. *MNRAS*, 323:445–452, mai 2001.
- RAGONE-FIGUEROA, C., et G. L. GRANATO : Puffing up early-type galaxies by baryonic mass loss : numerical experiments. *MNRAS*, 414:3690–3698, juillet 2011.
- RAICHOOR, A., S. MEI, F. NAKATA *et al.* : Early-type Galaxies at $z \sim 1.3$. II. Masses and Ages of Early-type Galaxies in Different Environments and Their Dependence on Stellar Population Model Assumptions. *ApJ*, 732:12, mai 2011.
- RAICHOOR, A., S. MEI, S. A. STANFORD *et al.* : Early-type Galaxies at $z \sim 1.3$. IV. Scaling Relations in Different Environments. *ApJ*, 745:130, février 2012.
- REFREGIER, A. : Weak Gravitational Lensing by Large-Scale Structure. *ARA&A*, 41: 645–668, 2003.
- RETTURA, A., P. ROSATI, M. NONINO *et al.* : Formation Epochs, Star Formation Histories, and Sizes of Massive Early-Type Galaxies in Cluster and Field Environments at $z = 1.2$: Insights from the Rest-Frame Ultraviolet. *ApJ*, 709:512–524, janvier 2010.
- RHODES, J. D., R. J. MASSEY, J. ALBERT *et al.* : The Stability of the Point-Spread Function of the Advanced Camera for Surveys on the Hubble Space Telescope and Implications for Weak Gravitational Lensing. *ApJS*, 172:203–218, septembre 2007.
- RIESS, A. G., A. V. FILIPPENKO, P. CHALLIS *et al.* : Observational Evidence from Supernovae for an Accelerating Universe and a Cosmological Constant. *AJ*, 116: 1009–1038, septembre 1998.
- ROSATI, P., R. DELLA CECA, C. NORMAN, et R. GIACCONI : The ROSAT Deep Cluster Survey : The X-Ray Luminosity Function Out to $z=0.8$. *ApJL*, 492:L21, janvier 1998.

- ROSATI, P., P. TOZZI, S. ETTORI *et al.* : Chandra and XMM-Newton Observations of RDCS 1252.9-2927, A Massive Cluster at $z = 1.24$. *AJ*, 127:230–238, janvier 2004.
- ROSATI, P., P. TOZZI, R. GOBAT *et al.* : Multi-wavelength study of XMMU J2235.3-2557 : the most massive galaxy cluster at $z > 1$. *A&A*, 508:583–591, décembre 2009.
- RYAN, Jr., R. E., P. J. MCCARTHY, S. H. COHEN *et al.* : The Size Evolution of Passive Galaxies : Observations from the Wide-Field Camera 3 Early Release Science Program. *ApJ*, 749:53, avril 2012.
- SAGLIA, R. P., P. SÁNCHEZ-BLÁZQUEZ, R. BENDER *et al.* : The fundamental plane of EDisCS galaxies. The effect of size evolution. *A&A*, 524:A6, décembre 2010.
- SALPETER, E. E. : The Luminosity Function and Stellar Evolution. *ApJ*, 121:161, janvier 1955.
- SANDAGE, A. : *The Hubble atlas of galaxies*. 1961.
- SANDERS, D. B., M. SALVATO, H. AUSSEL *et al.* : S-COSMOS : The Spitzer Legacy Survey of the Hubble Space Telescope ACS 2 deg² COSMOS Field I : Survey Strategy and First Analysis. *ApJS*, 172:86–98, septembre 2007.
- SANTINI, P., A. FONTANA, A. GRAZIAN *et al.* : Star formation and mass assembly in high redshift galaxies. *A&A*, 504:751–767, septembre 2009.
- SANTOS, J. S., P. ROSATI, R. GOBAT *et al.* : Multiwavelength observations of a rich galaxy cluster at $z \sim 1$. The HST/ACS colour-magnitude diagram. *A&A*, 501:49–60, juillet 2009.
- SARACCO, P., M. LONGHETTI, et S. ANDREON : The population of early-type galaxies at $1 < z < 2$ - new clues on their formation and evolution. *MNRAS*, 392:718–732, janvier 2009.
- SARACCO, P., M. LONGHETTI, et A. GARGIULO : The number density of superdense early-type galaxies at $1 < z < 2$ and the local cluster galaxies. *MNRAS*, 408:L21–L25, octobre 2010.
- SARACCO, P., M. LONGHETTI, et A. GARGIULO : Constraining the star formation and the assembly histories of normal and compact early-type galaxies at $1 < z < 2$. *MNRAS*, 412:2707–2716, avril 2011.
- SCHALLER, G., D. SCHAEERER, G. MEYNET, et A. MAEDER : New grids of stellar models from 0.8 to 120 solar masses at $Z = 0.020$ and $Z = 0.001$. *A&AS*, 96:269–331, décembre 1992.
- SCHECHTER, P. : An analytic expression for the luminosity function for galaxies. *ApJ*, 203:297–306, janvier 1976.

- SCHMIDT, M. : The Rate of Star Formation. *ApJ*, 129:243, mars 1959.
- SCODEGGIO, M. : Internal Color Gradients and the Color-Magnitude Relation of Early-Type Galaxies. *AJ*, 121:2413–2419, mai 2001.
- SCOVILLE, N., R. G. ABRAHAM, H. AUSSEL *et al.* : COSMOS : Hubble Space Telescope Observations. *ApJS*, 172:38–45, septembre 2007a.
- SCOVILLE, N., H. AUSSEL, M. BRUSA *et al.* : The Cosmic Evolution Survey (COSMOS) : Overview. *ApJS*, 172:1–8, septembre 2007b.
- SERSIC, J. L. : *Atlas de galaxies australes*. 1968.
- SHANKAR, F., F. MARULLI, M. BERNARDI *et al.* : Further constraining galaxy evolution models through the size function of SDSS early-type galaxies. *MNRAS*, 405:948–960, juin 2010a.
- SHANKAR, F., F. MARULLI, M. BERNARDI *et al.* : Sizes and ages of SDSS ellipticals : comparison with hierarchical galaxy formation models. *MNRAS*, 403:117–128, mars 2010b.
- SHANKAR, F., F. MARULLI, M. BERNARDI *et al.* : Size Evolution of Spheroids in a Hierarchical Universe. *ArXiv e-prints*, septembre 2013.
- SHEN, S., H. J. MO, S. D. M. WHITE *et al.* : The size distribution of galaxies in the Sloan Digital Sky Survey. *MNRAS*, 343:978–994, août 2003.
- SILK, J., et M. J. REES : Quasars and galaxy formation. *A&A*, 331:L1–L4, mars 1998.
- SIMON, J. D., et M. GEHA : The Kinematics of the Ultra-faint Milky Way Satellites : Solving the Missing Satellite Problem. *ApJ*, 670:313–331, novembre 2007.
- SMAIL, I., R. SHARP, A. M. SWINBANK *et al.* : A pilot survey for KX QSOs in the UKIDSS Ultra Deep Survey Field. *MNRAS*, 389:407–414, septembre 2008.
- SMITH, G. P., T. TREU, R. S. ELLIS, S. M. MORAN, et A. DRESSLER : Evolution since $z = 1$ of the Morphology-Density Relation for Galaxies. *ApJ*, 620:78–87, février 2005.
- SPERGEL, D. N., R. BEAN, O. DORÉ *et al.* : Three-Year Wilkinson Microwave Anisotropy Probe (WMAP) Observations : Implications for Cosmology. *ApJS*, 170:377–408, juin 2007.
- SPRINGEL, V., et L. HERNQUIST : Formation of a Spiral Galaxy in a Major Merger. *ApJL*, 622:L9–L12, mars 2005.
- SPRINGEL, V., S. D. M. WHITE, A. JENKINS *et al.* : Simulations of the formation, evolution and clustering of galaxies and quasars. *NAT*, 435:629–636, juin 2005.

- STANFORD, S. A., A. K. ROMER, K. SABIRLI *et al.* : The XMM Cluster Survey : A Massive Galaxy Cluster at $z = 1.45$. *ApJL*, 646, juillet 2006.
- STEWART, K. R., J. S. BULLOCK, R. H. WECHSLER, A. H. MALLER, et A. R. ZENTNER : Merger Histories of Galaxy Halos and Implications for Disk Survival. *ApJ*, 683:597–610, août 2008.
- SWINDLE, R., R. R. GAL, F. LA BARBERA, et R. R. DE CARVALHO : SPIDER. V. Measuring Systematic Effects in Early-type Galaxy Stellar Masses from Photometric Spectral Energy Distribution Fitting. *AJ*, 142:118, octobre 2011.
- SZOMORU, D., M. FRANX, et P. G. VAN DOKKUM : Sizes and Surface Brightness Profiles of Quiescent Galaxies at $z \sim 2$. *ApJ*, 749:121, avril 2012.
- TACCONI, L. J., R. GENZEL, R. NERI *et al.* : High molecular gas fractions in normal massive star-forming galaxies in the young Universe. *NAT*, 463:781–784, février 2010.
- TAYLOR, E. N., M. FRANX, K. GLAZEBROOK *et al.* : On the Dearth of Compact, Massive, Red Sequence Galaxies in the Local Universe. *ApJ*, 720:723–741, septembre 2010.
- THOMAS, D., C. MARASTON, R. BENDER, et C. MENDES DE OLIVEIRA : The Epochs of Early-Type Galaxy Formation as a Function of Environment. *ApJ*, 621:673–694, mars 2005.
- TINSLEY, B. M. : Galactic Evolution. *A&A*, 20:383, septembre 1972a.
- TINSLEY, B. M. : Stellar Evolution in Elliptical Galaxies. *ApJ*, 178:319–336, décembre 1972b.
- TOFT, S., M. FRANX, P. VAN DOKKUM *et al.* : The Size-Star Formation Relation of Massive Galaxies at $1.5 < z < 2.5$. *ApJ*, 705:255–260, novembre 2009.
- TOFT, S., A. GALLAZZI, A. ZIRM *et al.* : Deep Absorption Line Studies of Quiescent Galaxies at $z \sim 2$: The Dynamical-mass-Size Relation and First Constraints on the Fundamental Plane. *ApJ*, 754:3, juillet 2012.
- TOOMRE, A. : On the gravitational stability of a disk of stars. *ApJ*, 139:1217–1238, mai 1964.
- TOOMRE, A. : Mergers and Some Consequences. In TINSLEY, B. M., et R. B. G. LARSON, D. Campbell, éditeurs : *Evolution of Galaxies and Stellar Populations*, page 401, 1977.
- TOTH, G., et J. P. OSTRICKER : Galactic disks, infall, and the global value of Ω . *ApJ*, 389:5–26, avril 1992.

- TRUJILLO, I., E. R. CARRASCO, et A. FERRÉ-MATEU : Ultra-deep Sub-kiloparsec View of nearby Massive Compact Galaxies. *ApJ*, 751:45, mai 2012.
- TRUJILLO, I., A. J. CENARRO, A. DE LORENZO-CÁCERES *et al.* : Superdense Massive Galaxies in the Nearby Universe. *ApJL*, 692:L118–L122, février 2009.
- TRUJILLO, I., C. J. CONSELICE, K. BUNDY *et al.* : Strong size evolution of the most massive galaxies since $z \sim 2$. *MNRAS*, 382:109–120, novembre 2007.
- TRUJILLO, I., I. FERRERAS, et I. G. DE LA ROSA : Dissecting the size evolution of elliptical galaxies since $z \sim 1$: puffing-up versus minor-merging scenarios. *MNRAS*, 415:3903–3913, août 2011.
- TRUJILLO, I., G. FEULNER, Y. GORANOVA *et al.* : Extremely compact massive galaxies at $z \sim 1.4$. *MNRAS*, 373:L36–L40, novembre 2006a.
- TRUJILLO, I., N. M. FÖRSTER SCHREIBER, G. RUDNICK *et al.* : The Size Evolution of Galaxies since $z \sim 3$: Combining SDSS, GEMS, and FIRES. *ApJ*, 650:18–41, octobre 2006b.
- TRUJILLO, I., et M. POHLEN : Stellar Disk Truncations at High z : Probing Inside-Out Galaxy Formation. *ApJL*, 630:L17–L20, septembre 2005.
- TULLY, R. B., et J. R. FISHER : A new method of determining distances to galaxies. *A&A*, 54:661–673, février 1977.
- VALENTINUZZI, T., J. FRITZ, B. M. POGGIANTI *et al.* : Superdense Massive Galaxies in Wings Local Clusters. *ApJ*, 712:226–237, mars 2010a.
- VALENTINUZZI, T., B. M. POGGIANTI, R. P. SAGLIA *et al.* : Superdense Massive Galaxies in the ESO Distant Cluster Survey (EDisCS). *ApJL*, 721:L19–L23, septembre 2010b.
- VAN DE SANDE, J., M. KRIEK, M. FRANX *et al.* : Stellar kinematics of $z \sim 2$ galaxies and the inside-out growth of quiescent galaxies. *ArXiv e-prints*, novembre 2012.
- VAN DE SANDE, J., M. KRIEK, M. FRANX *et al.* : The Stellar Velocity Dispersion of a Compact Massive Galaxy at $z = 1.80$ Using X-Shooter : Confirmation of the Evolution in the Mass-Size and Mass-Dispersion Relations. *ApJL*, 736:L9, juillet 2011.
- VAN DEN BERGH, S. : A new classification system for galaxies. *ApJ*, 206:883–887, juin 1976.
- VAN DEN BERGH, S., R. G. ABRAHAM, R. S. ELLIS *et al.* : A Morphological Catalog of Galaxies in the Hubble deep Field. *AJ*, 112:359, août 1996.

- VAN DER WEL, A., E. F. BELL, F. C. VAN DEN BOSCH, A. GALLAZZI, et H.-W. RIX : On the Size and Comoving Mass Density Evolution of Early-Type Galaxies. *ApJ*, 698:1232–1243, juin 2009.
- VAN DER WEL, A., M. FRANX, S. WUYTS *et al.* : Comparing Dynamical and Photometric Mass Estimates of Low- and High-Redshift Galaxies : Random and Systematic Uncertainties. *ApJ*, 652:97–106, novembre 2006.
- VAN DER WEL, A., B. P. HOLDEN, A. W. ZIRM *et al.* : Recent Structural Evolution of Early-Type Galaxies : Size Growth from $z = 1$ to $z = 0$. *ApJ*, 688:48–58, novembre 2008.
- VAN DER WEL, A., H.-W. RIX, S. WUYTS *et al.* : The Majority of Compact Massive Galaxies at $z \sim 2$ are Disk Dominated. *ApJ*, 730:38, mars 2011.
- VAN DOKKUM, P. G., N. M. FÖRSTER SCHREIBER, M. FRANX *et al.* : Spectroscopic Confirmation of a Substantial Population of Luminous Red Galaxies at Redshifts $z \gtrsim 2$. *ApJL*.
- VAN DOKKUM, P. G., M. FRANX, D. FABRICANT, G. D. ILLINGWORTH, et D. D. KELSON : Hubble Space Telescope Photometry and Keck Spectroscopy of the Rich Cluster MS 1054-03 : Morphologies, Butcher-Oemler Effect, and the Color-Magnitude Relation at $z = 0.83$. *ApJ*, 541:95–111, septembre 2000.
- VAN DOKKUM, P. G., M. FRANX, D. D. KELSON *et al.* : The Color-Magnitude Relation in CL 1358+62 at $Z = 0.33$: Evidence for Significant Evolution in the S0 Population. *ApJ*, 500:714, juin 1998.
- VAN DOKKUM, P. G., M. FRANX, M. KRIEK *et al.* : Confirmation of the Remarkable Compactness of Massive Quiescent Galaxies at $z \sim 2.3$: Early-Type Galaxies Did not Form in a Simple Monolithic Collapse. *ApJL*, 677:L5–L8, avril 2008.
- VAN DOKKUM, P. G., M. KRIEK, et M. FRANX : A high stellar velocity dispersion for a compact massive galaxy at redshift $z = 2.186$. *Nature*, 460:717–719, août 2009.
- VAN DOKKUM, P. G., K. E. WHITAKER, G. BRAMMER *et al.* : The Growth of Massive Galaxies Since $z = 2$. *ApJ*, 709:1018–1041, février 2010.
- VOLLMER, B., M. MARCELIN, P. AMRAM *et al.* : The consequences of ram pressure stripping on the Virgo cluster spiral galaxy NGC 4522. *A&A*, 364:532–542, décembre 2000.
- WALKER, I. R., J. C. MIHOS, et L. HERNQUIST : Quantifying the Fragility of Galactic Disks in Minor Mergers. *ApJ*, 460:121, mars 1996.

- WEINMANN, S. M., G. KAUFFMANN, F. C. VAN DEN BOSCH *et al.* : Environmental effects on satellite galaxies : the link between concentration, size and colour profile. *MNRAS*, 394:1213–1228, avril 2009.
- WEINMANN, S. M., F. C. VAN DEN BOSCH, X. YANG, et H. J. MO : Properties of galaxy groups in the Sloan Digital Sky Survey - I. The dependence of colour, star formation and morphology on halo mass. *MNRAS*, 366:2–28, février 2006.
- WEINZIRL, T., S. JOGEE, C. J. CONSELICE *et al.* : Insights on the Formation, Evolution, and Activity of Massive Galaxies from Ultracompact and Disky Galaxies at $z = 2 - 3$. *ApJ*, 743:87, décembre 2011.
- WESTERA, P., T. LEJEUNE, R. BUSER, F. CUISINIER, et G. BRUZUAL : A standard stellar library for evolutionary synthesis. III. Metallicity calibration. *A&A*, 381:524–538, janvier 2002.
- WHITAKER, K. E., M. KRIEK, P. G. VAN DOKKUM *et al.* : A Large Population of Massive Compact Post-starburst Galaxies at $z > 1$: Implications for the Size Evolution and Quenching Mechanism of Quiescent Galaxies. *ApJ*, 745:179, février 2012.
- WHITE, S. D. M., D. I. CLOWE, L. SIMARD *et al.* : EDisCS - the ESO distant cluster survey. Sample definition and optical photometry. *A&A*, 444:365–379, décembre 2005.
- WHITE, S. D. M., et M. J. REES : Core condensation in heavy halos - A two-stage theory for galaxy formation and clustering. *MNRAS*, 183:341–358, mai 1978.
- WILLIAMS, R. J., R. F. QUADRI, M. FRANX *et al.* : The Evolving Relations Between Size, Mass, Surface Density, and Star Formation in 3×10^4 Galaxies Since $z = 2$. *ApJ*, 713:738–750, avril 2010.
- WILLMER, C. N. A., S. M. FABER, D. C. KOO *et al.* : The Deep Evolutionary Exploratory Probe 2 Galaxy Redshift Survey : The Galaxy Luminosity Function to $z \sim 1$. *ApJ*, 647:853–873, août 2006.
- YANG, X., H. J. MO, F. C. VAN DEN BOSCH *et al.* : Galaxy Groups in the SDSS DR4. I. The Catalog and Basic Properties. *ApJ*, 671:153–170, décembre 2007.
- YORK, D. G., J. ADELMAN, J. E. ANDERSON, Jr. *et al.* : The Sloan Digital Sky Survey : Technical Summary. *AJ*, 120:1579–1587, septembre 2000.
- ZIRM, A. W., A. VAN DER WEL, M. FRANX *et al.* : NICMOS Imaging of DRGs in the HDF-S : A Relation between Star Formation and Size at $z \sim 2.5$. *ApJ*, 656:66–72, février 2007.
- ZWICKY, F. : Die Rotverschiebung von extragalaktischen Nebeln. *Helvetica Physica Acta*, 6:110–127, 1933.

Résumé :

La question de l'assemblage des galaxies massives est toujours ouverte. En particulier, l'évolution qui mène à la formation des galaxies massives de type précoce telles qu'on les observe aujourd'hui fait grand débat, depuis plusieurs années depuis la découverte de galaxies passives massives à $z \sim 1 - 2$ plus compactes que leur équivalent dans l'Univers local. Deux principaux scénarios sont proposés pour expliquer l'augmentation de taille de ces galaxies : expulsion du gaz ou fusions mineures pauvres en gaz, mais aucun des deux ne permet de rendre compte de tous les résultats observationnels. L'environnement qui a encore été peu étudié jusqu'à présent, intervient alors comme une variable supplémentaire pour contraindre les modèles et tenter de dégager le bon scénario. La période $z > 1$ semble être le moment idéal pour étudier la dépendance entre la taille et l'environnement puisque c'est le moment où les amas de galaxies massifs apparaissent. Si les galaxies finissant dans ces structures denses ont été transformées différemment que celles finissant dans le champ, les effets devraient être visibles à ce moment là.

Dans ce travail de thèse, j'ai analysé la relation masse-taille et l'évolution en taille des galaxies passives de type précoce dans un échantillon de 9 amas de galaxies massifs, dans l'intervalle $0,8 < z < 1,6$, et comparé à un échantillon homogène de galaxies de champ. Toutes les propriétés telles que la taille, la masse et la morphologie sont estimées de la même manière dans les échantillons de galaxies d'amas et de champ. La sélection des galaxies d'amas comprend les galaxies classifiées comme type précoce ayant une masse supérieure à $3 \times 10^{10} M_{\odot}$ et peuplant la séquence rouge déterminée pour chaque amas de galaxies. Les galaxies de champ ont été sélectionnées en respectant les mêmes critères.

Le principal résultat est que nous ne détectons pas de différences significatives dans la relation masse-taille ni dans l'évolution de la taille des galaxies de type précoce vivant dans le champ et dans les amas. Nos résultats, combinés avec les récents résultats de la littérature, suggèrent une très faible dépendance de la taille des galaxies de type précoce avec l'environnement à grande échelle depuis $z \sim 1,5$. L'absence de dépendance avec l'environnement est aussi indépendante de l'intervalle de masse considéré. Nous détectons en revanche une dépendance de la taille avec la morphologie : les galaxies lenticulaires paraissent en moyenne plus compactes que les galaxies elliptiques à masse stellaire fixée. Elles semblent avoir une évolution en taille plus forte que les elliptiques depuis $z \sim 1,5$: elles sont $\sim 40\%$ plus petites à $z = 1$ et seulement $\sim 10\%$ plus petites à $z = 0$. Les galaxies elliptiques, quant à elles, dominent uniquement la population de galaxies au-delà de $\sim 10^{11} M_{\odot}$. Finalement, nous comparons nos résultats avec les prédictions des modèles semi-analytiques de Guo *et al.* (2011) et Shankar *et al.* (2013) basés sur les arbres de fusions de la simulation Millénium. Globalement, nos résultats sur l'évolution en taille des ETGs sont compatibles à 1σ avec ces modèles. Cela permet de mettre quelques contraintes sur les propriétés des modèles d'évolution de galaxie.

Mots-clés : Évolution des galaxies, amas de galaxies, galaxies de type précoce

Abstract :

The mass assembly of massive galaxies is still an open question. In particular, there is a large debate about the evolution leading to the formation of massive early-type galaxies (ETGs) observed today, since the discovery of massive passive galaxies at $z \sim 1 - 2$ more compact than their local counter-parts. Two physical processes are usually invoked to explain the size growth of these galaxies : gas expulsion or dry minor mergers, but none of them is able to reproduce all the observed trends. Environment is an additional variable that can be used to disentangle between different scenarios and which has been poorly explored up to now. In that context, $z > 1$ is an interesting epoch to study environmental dependence of the sizes of ETGs since the first massive clusters start to appear at that time. If galaxies ending-up in these massive structures have for some reason been processed differently or more rapidly than galaxies living in the field, the effects should be visible at that time.

In this work, I analyze the mass-size relation and size evolution of passive early-type galaxies in a sample of nine massive galaxy clusters in the redshift range $0.8 < z < 1.6$ and compare it to an homogeneous sample of field galaxies. All properties (size, mass and morphology) are derived on the same way. Cluster galaxy selection include galaxies classified as early-type with stellar masses above $3 \times 10^{10} M_{\odot}$ lying on the red sequence of each cluster. Field galaxies have been selected according to the same criteria.

The main result is that we do not detect any significant differences in the mass-size relation and size evolution of early-type galaxies living in the field and in clusters. Our results, combined with previous works, suggest that the imprint of environment on galaxy sizes is very weak from at least $z \sim 1.5$. This result is independent of the stellar mass range that we use.

Besides, we detect a morphological dependence of the mass-size relation for elliptical and lenticular galaxies. Lenticulars appear on average more compact at fixed stellar mass than ellipticals and evolve faster from $z \sim 1.5$ to present. They are $\sim 40\%$ smaller at $z = 1$ and only $\sim 10\%$ smaller at $z = 0$. Elliptical galaxies dominate the galaxy population beyond $\sim 10^{11} M_{\odot}$. We compare our results with the predictions of two semi-analytical models based on the Millenium merger trees. They predict a behaviour broadly consistent with our findings at $1 - 2\sigma$. This puts constraints on the properties of galaxy evolution processes.

Keywords: Galaxy evolution, galaxy clusters, early-type galaxies